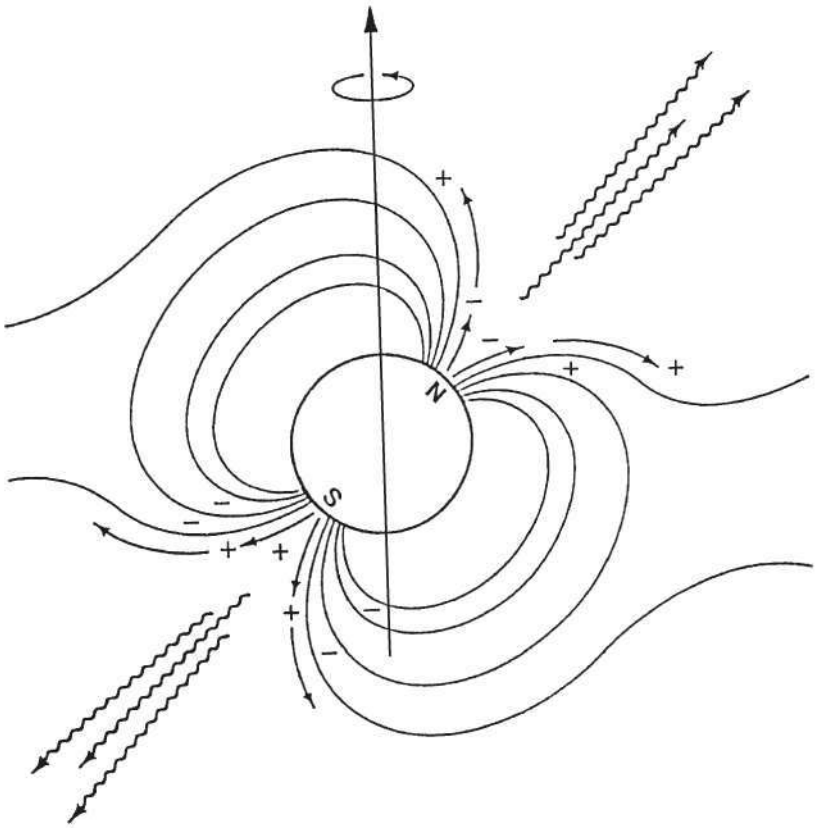
Biblioteca comunale di Monticello Conte Otto

Corso di Astronomia



Lorenzo Roi

Novembre 1997

VISIT…

In copertina: rappresentazione del meccanismo di emissione di una pulsar. L’asse magnetico non coincide con l’asse di rotazione (rotatore obliquo).

Novembre 1997.

Indice

Lezione 1: il Sistema Solare
I pianeti . . . pag. 1
I pianeti terrestri . . . 4
I pianeti gassosi . . . 4
I pianeti minori . . . 4
Le comete . . . 5
I satelliti . . . 6
La Luna . . . 7
Satelliti gioviani . . . 8
Origine del sistema solare . . . 9
I pianeti attraverso un piccolo telescopio . . . 11
FAQ . . . 13

Lezione 2: il Sole e le stelle
Dati e generalita` . . . pag. 17
Caratteristiche osservative . . . 18
L'energia solare . . . 19
La catena protone–protone . . . 21
L'interno del Sole . . . 22
Le magnitudini stellari . . . 24
Spettri stellari . . . 25
II diagramma HR . . . 26
Nascita di una stella . . . 28
Vita di una stella . . . 29
Morte di una stella . . . 31
FAQ . . . 35

Lezione 3: le Galassie
La Galassia . . . pag. 40
Le galassie . . . 43
Le forme . . . 44
Il nucleo . . . 45
L'evoluzione . . . 46
FAQ . . . 49

Lezione 4: l'Universo
Effetto Doppler . . . pag. 54
Velocita` di espansione delle galassie . . . 55
I quasar: la scoperta . . . 57
I quasar: che cosa sono . . . 58
Ammassi di galassie . . . 59
Radiazione di fondo . . . 60
II Big Bang . . . 61
FAQ . . . 65
Bibliografia . . . 67

Biblioteca comunale di Monticello Conte Otto

Corso di Astronomia

Lezione 1: IL SISTEMA SOLARE

Questo corso di Astronomia si propone di presentare una panoramica generale dell'universo *partendo innanzitutto dai dati osservativi di cui oggi si dispone*. Siccome poi oltre che osservare, si vorrebbe anche cercare di *capire,* verranno affrontate le attuali idee sull'origine dei pianeti, la teoria dell'evoluzione stellare e della formazione delle galassie. Quando possibile, non si trascureranno pure quelli aspetti pratici o osservativi che fanno dell'astronomia una scienza alla portata anche dell'appassionato: infine si tentera` (spero!) di rispondere alle diverse domande che potranno via via sorgere.

Nella trattazione non verranno sfruttate nozioni matematiche particolarmente impegnative e i fenomeni fisici non elementari verranno introdotti tramite spiegazioni intuitive possibilmente basate sull'esperienza quotidiana di ciascuno. Le poche espressioni matematiche proposte saranno solo di contorno e comunque di livello comprensibile a studenti di scuola superiore. Come supporto all'esposizione ci si servira` di diverse diapositive e lucidi. In definitiva, si vuole simpaticamente smentire il noto detto latino *"Per aspera ad astra".**

Argomenti di questo incontro incentrato sul *sistema solare* saranno:

- i pianeti terrestri
- i pianeti gassosi
- le comete
- i satelliti
- la Luna
- i satelliti gioviani

Infine, per ricondurre tutti questi elementi entro un quadro di riferimento unitario, si discutera` dell'origine del sistema solare. Accenneremo quindi a come appaiono i pianeti attraverso un piccolo telescopio.

I pianeti

In questa prima lezione ci limiteremo ad affrontare cose ed eventi che accadono nelle nostre vicinanze, potremo dire quasi dietro l'angolo di casa. I pianeti del sistema solare sono per ora gli unici che abbiamo e, anche se la curiosita` in questi casi e` grande specie se ci si chiede se sia possibile la vita al di fuori della Terra, conviene partire ricordando la parte fondamentale che questi oggetti hanno avuto nella storia della scienza e dell'umanita`.

*La via per la conquista intellettuale del cosmo e` cominciata proprio dalla comprensione di quello che accadeva intorno alla Terra.* Quando Galileo, professore all'Universita` di Padova dal 1592, venne a conoscenza nel 1609 dell'invenzione del cannocchiale, la teoria rivoluzionaria di Copernico che poneva il Sole al centro dell'universo, non era ancora stata accettata, diciamo, dall'"opinione pubblica" dell'epoca. In pochi mesi, spinto anche dall'urgenza di ottenere un aumento di stipendio dai nobili veneziani, riusc`ı a perfezionare lo strumento cos`ı da riconoscere sulla Luna la presenza di catene montuose e valli. Puntando la sera del 7 gennaio 1610 il suo cannocchiale su Giove vide tre stelle, piccole ma molto brillanti, nelle vicinanze del pianeta (fig. 1).

* Tradotto: "attraverso le asperit`a si arriva alle stelle" cio`e, la via della conoscenza passa per le difficolt`a.

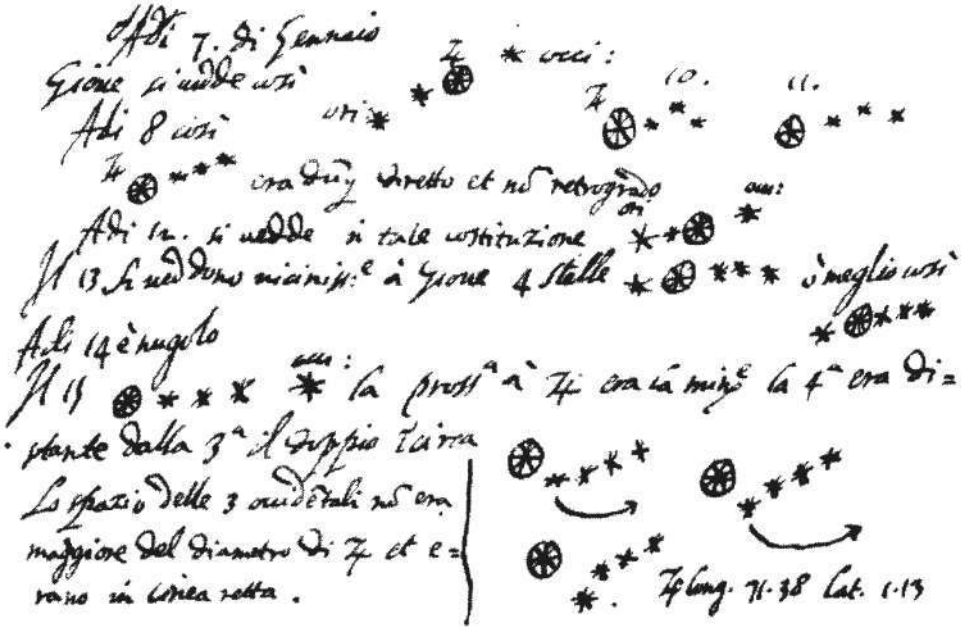


Fig. 1. Le annotazioni di Galileo sulle sue prime osservazioni dei satelliti di Giove.

Continuando l'osservazione nelle sere successive giunse in capo ad una settimana alla convinzione che le stelline (nel frattempo diventate quattro) ruotassero attorno a Giove cosı come fa la Luna intorno alla Terra. In tal modo veniva a cadere un'obiezione al sistema copernicano in quanto non si riusciva ad accettare come poteva la Terra ruotare attorno al Sole senza perdere la Luna. Ora, ai detrattori della nuova interpretazione, Galileo poteva semplicemente rispondere: "date un'occhiata a Giove!". Cosı la visione copernicana ne usciva rafforzata e cominciava allora pure un modo nuovo di pensare e di porre domande al mondo e di verificarne le risposte. Tutta la gran massa di dati sui moti planetari pote´ essere vista sotto una nuova luce e con l'opera di Keplero, si riconobbero le leggi del moto dei pianeti. Successivamente con Newton, si giunse alla legge di gravitazione universale. Solo questa, dopo secoli di tentativi e di sforzi di immaginazione, permise finalmente di esplorare il cielo in modo concreto e verificabile.

In un certo senso il Sole e` una stella fuori dal comune, poiche´ non e` accompagnata da un'altra stella, ma ha una famiglia di nove pianeti, vari satelliti e innumerevoli corpi minori. Questo seguito di corpi celesti, tenuti assieme dalla forza gravitazionale del Sole, costituisce il *sistema solare*.

Tutti gli oggetti del sistema solare splendono di luce riflettendo la luce proveniente dal Sole. Tutti i pianeti orbitano intorno al Sole piu` o meno su un medesimo piano: cosı anche la Terra. Siccome il piano dell'orbita terrestre e` detto *eclittica* per individuare un pianeta dovremo cercare in regioni del cielo vicine all'eclittica che per noi, non e` altro che la traiettoria apparente seguita dal Sole nel suo moto annuale tra le stelle della volta celeste. In una serata qualsiasi guardando il cielo, e` abbastanza facile aver di fronte qualche pianeta. Oggi pero`, non sappiamo piu` distinguerli dalle stelle per il semplice fatto che siamo presi dalla fretta e non abbiamo piu` la pazienza necessaria per star lı qualche sera a osservare gli spostamenti di questi astri rispetto alla configurazione familiare di qualche costellazione. Cosı ci accorgiamo subito quale deve essere un requisito importante per l'appassionato di Astronomia: l'essere pazienti e perseveranti. I moti e i fenomeni astronomici che puo` osservare avvengono generalmente su una scala temporale ben diversa dal ritmo sempre piu` frenetico imposto alla nostra esistenza. In questo senso possiamo dire di aver perso la capacita` ben presente negli antichi, di osservare il cielo e di notare le piccole variazioni che via via presenta.

In definitiva, potremo riconoscere i pianeti confrontando in serate successive le posizioni di quelli oggetti che, pur sembrando delle stelle, mostrano di muoversi indipendentemente dalle stelle di sfondo. Riusciremo cos`ı a distinguere con relativa facilita` come Venere non si allontani dal Sole piu` di un certo angolo e per questo fatto debba essere visibile solo alla sera dopo il tramonto o al mattino, prima dell'alba. Analogamente il percorso di Marte attraverso le costellazioni (e degli altri pianeti che distano dal Sole una distanza maggiore di quella della Terra) mostrerebbe degli strani avvitamenti tanto che in certi periodi sembra ritornare sui propri passi (fig. 2).

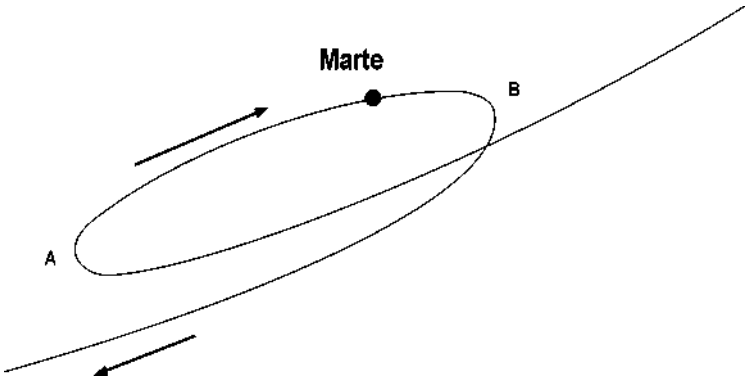


Fig. 2. Moto apparente di Marte: retrogrado tra A e B.

Moti e distanze

Visti comunque da un'altra prospettiva, quella che prende il Sole come riferimento, per esempio disponendoci al di sopra del suo polo nord, i pianeti mostrano orbite attorno al Sole percorse in verso antiorario (il cosiddetto *moto diretto*) e queste risultano delle curve chiuse leggermente schiacciate (si chiamano *ellissi*), sicche´ la distanza di ciascun pianeta dal Sole varia nel corso di una rivoluzione. Scelta la distanza media della Terra dal Sole come il termine di paragone per le altre distanze planetarie (si chiama *unita` astronomica*, si indica con la sigla UA e vale 1 UA = distanza media Terra–Sole = 149,6 milioni di km), i nove pianeti si riassumono nella tavola 1.

Tav. 1: Dati planetari

	Distanza media	**Massa**	**Durata moto orbitale**	**Diametro**	**Durata rotazione**
	(UA)	(Terra = 1)	(anni)	(km)	(giorni)
Mercurio	0,39	0,055	0,24	4880	58,65
Venere	0,72	0,815	0,62	12.104	243,0 (r)
Terra	1,00	1	1,00	12.756	1,00
Marte	1,52	0,108	1,88	6787	1,03
Giove	5,20	317,9	11,86	142.800	0,41
Saturno	9,54	95,2	29,46	120.000	0,44
Urano	19,18	14,6	84,07	51.800	0,72 (r)
Nettuno	30,06	17,2	164,82	49.500	0,70
Plutone	39,44	0,003	248,6	2400	6,39 (r)

(r) indica che il moto `e retrogrado cio`e contrario al verso di rotazione normale che `e quello antiorario.

Note storiche
Fino a Saturno i pianeti, che superano in splendore le stelle piu` luminose, erano noti dai tempi piu` remoti. Urano fu casualmente scoperto al telescopio da Herschel nel 1781; la sua luminosita` apparente e` di poco inferiore al limite dell'occhio umano. Il primo degli asteroidi Cerere, fu scoperto a Palermo dal Piazzi il 1 gennaio 1801. Nettuno e Plutone invece furono individuati attraverso il calcolo. Scopritori di Nettuno furono Adams e Leverrier, che indipendentemente giunsero a stabilirne la posizione attraverso i calcoli sulle perturbazioni che presentava il moto di Urano. Il pianeta fu quindi osservato in cielo da Galle, nell'esatto punto previsto dal Leverrier nel 1846.

I pianeti terrestri

I pianeti piu` prossimi al Sole (Mercurio, Venere, Terra e Marte) sono fondamentalmente simili nel senso che presentano tutti una superficie solida. Possiedono tutti un pesante nucleo metallico e un mantello di silicati su cui "galleggia" una crosta solida abbastanza sottile. Una caratteristica che appare presente in tutti ma che risalta maggiormente in quei pianeti con una debole atmosfera (Mercurio, Marte), e` la craterizzazione dovuta all'impatto sulla superficie di corpi estranei avvenuta con particolare frequenza nelle fasi iniziali di formazione dei pianeti. I piu` massicci del gruppo (Venere e Marte) possiedono delle atmosfere molto diverse da quella terrestre indice di attivita` vulcanica attuale o passata. In particolare, sulla superficie di Venere la pressione atmosferica e` 90 volte piu` grande di quella sulla Terra e, a causa dell'effetto serra causato da questa densa atmosfera, la temperatura e` di circa 500° C, sufficientemente elevata per fondere il piombo e lo zinco. L'atmosfera e` principalmente composta di anidride carbonica, un gas che noi rilasciamo nella respirazione, e che costituisce un tipico prodotto del riscaldamento di alcune rocce. Difatti, se l'osservazione visuale della superficie non e` possibile per le nubi che avvolgono Venere, tramite gli echi radar inviati da Terra sono stati comunque "visti" diversi vulcani attivi.

Analogamente su Marte, pur dotato di una atmosfera molto piu` tenue, sono stati fotografati diversi vulcani estinti tra i quali anche il piu` grande vulcano del sistema solare, l'*Olympus Mons*. Anche qui l'atmosfera se si trascurano i componenti minori, e` composta di anidride carbonica ad una pressione pari allo 0,5 per cento di quella terrestre. La temperatura superficiale media e` abbastanza bassa (circa 45 gradi Kelvin cioe` -228° C) e all'equatore puo` variare da circa 27° C a -100° C. L'acqua, pur presente, a causa di questi valori di pressione e temperatura non puo` pero` assumere lo stato liquido. Lo studio comunque di diverse fotografie ha accertato che nella storia geologica di Marte ci devono essere stati dei periodi nei quali il clima era certamente piu` mite in modo da consentire la presenza di acqua nella fase liquida.

I pianeti gassosi

I pianeti gassosi (Giove, Saturno, Urano e Nettuno) sono ben piu` grandi di quelli terrestri. Sono pure molto differenti in quanto costituiti principalmente di gas. Si pensa che la loro struttura interna sia costituita da gas nella fase liquida con nel nucleo uno stato liquido particolare dell'idrogeno tale da renderlo molto simile ai metalli. Le parti piu` esterne sono composte principalmente da idrogeno, elio, metano ed ammoniaca. Queste sostanze, assieme ad altre di minor rilevanza, formano dense nubi che si dispongono a bande parallele all'equatore del pianeta e che, nel caso di Giove, sono facilmente visibili anche con un piccolo telescopio amatoriale. Tutti questi pianeti hanno molti satelliti e sistemi di dischi disposti sul piano equatoriale: famosi gli anelli di Saturno pure visibili facilmente con gli strumenti dell'astrofilo.

I pianeti minori

Tra le orbite di Marte e Giove c'e` una moltitudine di piccoli corpi orbitanti attorno al Sole. Il piu` grande di questi e` chiamato Cerere (scoperto a Palermo nel 1801 dall'abate Piazzi) e possiede un diametro di 1003 km, ma la maggioranza sono corpi molto piccoli con diametri di pochi chilometri. Sono i cosiddetti *asteroidi* o *pianetini* e si possono classificare in due diversi tipi: quelli composti principalmente da rocce ricche di silicio e quelli aventi composizione prevalentemente carbonacea. Se ne conoscono circa 2000,

la grande maggioranza dei quali si trova oltre l'orbita di Marte a 1,5 UA ma si pensa che la fascia degli asteroidi comprenda circa 400.000 oggetti di diametro superiore al km. Tuttavia sommando le loro masse si otterrebbe un corpo grande come la Luna; gli asteroidi pertanto non sono come ipotizzato, i resti di un antico pianeta esploso, ma i resti della formazione dei pianeti maggiori.

In se e per se i pianetini non rivestono una grande importanza. Non hanno atmosfera che non potrebbero comunque trattenere, ne' esercitano perturbazioni sui pianeti vicini. Alcuni pero` possiedono orbite fortemente ellittiche e quindi si allontanano sensibilmente dalla fascia degli asteroidi intersecando talvolta l'orbita terrestre. Sono i cosiddetti *asteroidi Apollo*. Questi oggetti sono stati i principali responsabili dei crateri di diametro superiore ai 5 km sulla Terra, la Luna, Mercurio e Venere. Asteroidi di questo tipo devono aver colpito la Terra nel passato (si stima con una frequenza di 4 collisioni per milione d'anni) e altri possono farlo in futuro, con effetti devastanti. Si pensi che l'incontro della Terra con un oggetto Apollo di un km di diametro e di densita` normale (3,5 g/cm$^3$) potrebbe scavare un cratere di 22 km di diametro! La loro origine pare essere associata a quella delle comete: gli oggetti Apollo sarebbero i nuclei di comete che hanno perso i loro componenti volatili nei ripetuti passaggi in prossimita` del Sole.

Le comete

Date le recenti apparizioni di comete, cometa Hyakutake (1996) e cometa Hale–Bopp (1997), abbondantemente pubblicizzate, diamo pure uno sguardo a questi corpi che per secoli hanno affascinato (e intimorito) l'uomo.

Cosa sono e come si muovono

Le comete sono corpi inconsistenti (la loro densita` e` molto minore di quella dell'acqua), costituiti da un miscuglio di polveri, di gas gelati come anidride carbonica, monossido di carbonio, metano. Esse si muovono attraverso il sistema solare su orbite allungate, tornando ad avvicinarsi al Sole a intervalli che vanno da pochi anni a molte migliaia di anni.

Da dove provengono

Si ritiene che agli oscuri (e freddi) bordi esterni del sistema solare, a circa un anno luce dai suoi confini, esista una nube di miliardi di comete, la cosiddetta *nube di Oort*. Recenti osservazioni inoltre rafforzano l'esistenza di un ulteriore fascia (la fascia di Kuiper) dove, per mezzo del Telescopio Spaziale Hubble, sono state evidenziate numerose deboli immagini cometarie. L'influsso gravitazionale delle stelle piu` prossime fa si` che la nube abbia una simmetria sferica: ogni tanto una perturbazione stellare ne modifica la traiettoria e spinge le comete su nuove orbite, strappandole dalla nube e portandole verso il Sole, dove diventano visibili.

Come si comportano

Quando una cometa e` lontana dal Sole, risplende solo riflettendo la luce solare. In questo stadio la cometa e` piccola (solo pochi km di diametro) e debole. Avvicinandosi al Sole, la cometa si riscalda, e il ghiaccio, sublimando, si trasforma in gas e quindi si ionizza diventando fluorescente. In tal modo la luminosita` della cometa aumenta notevolmente.

I gas e la polvere liberati dal riscaldamento producono un *alone* o *chioma* (la *coma*), del diametro di un centinaio di migliaia di km. E` questo il responsabile dell'aspetto sfumato della coma. Al centro della chioma c'e` il *nucleo*, del diametro di pochi chilometri soltanto e unica parte solida della cometa, formato da pezzi di ghiaccio e roccia. Non tutte le comete hanno una coda, ma molte si`. Una parte della coda e` costituita dai gas soffiati via dalla testa della cometa dal vento solare (questa parte della coda e` quella che punta esattamente nel verso opposto al Sole data la piccola massa di cui e` composta). Essendo costituita dai gas ionizzati (ossia gli atomi del gas sono stati privati di qualche elettrone) questa parte di coda emette luce sua propria. L'altra parte della coda e` costituita da particelle di polvere liberate dalla testa per l'evaporazione dei gas. Anche questa parte punta approssimativamente nella direzione opposta al Sole e puo` estendersi per piu` di 100 milioni di km ma, malgrado il suo aspetto stupendo, e` meno densa del miglior vuoto che si possa creare nei laboratori terrestri. Diversamente dalla prima, la luminosita` di questa e` dovuta alla riflessione della luce solare. Cos`i per l'origine diversa di queste code, spesso le comete appaiono con queste separate

e ben distinte, com'e` stato il caso della Hale-Bopp. Inoltre quando la cometa si allontana dal Sole, la coda precede la chioma ed il nucleo.

Occasionalmente sono state osservate sulle comete delle variazioni significative della luminosita` dovute a emissioni di gas e polveri provenienti da zone piu` attive della superficie nucleo oppure, come notato anche recentemente (1994) in occasione della cometa Shoemaker-Levy 9, a frazionamenti del nucleo in due o piu` parti.

L'osservazione cometaria

Ogni anno si possono vedere con un telescopio amatoriale un dozzina di comete o anche piu`, ma solo occasionalmente (una ogni 10 anni circa) qualcuna di esse diventa abbastanza luminosa da essere visibile ad occhio nudo. Le comete che ritornano ogni anno sono un miscuglio di comete note che ritornano verso il Sole (varie della "famiglia" di Giove) e di scoperte completamente nuove. Si conoscono le orbite di circa un migliaio di comete e annualmente se ne aggiungono di nuove anche ad opera di astrofili specializzati. Ad ogni nuova scoperta viene dato il nome del suo scopritore.

Le comete e il Sole

L'orbita di molte comete che si spingono nelle regioni piu` interne del sistema solare subisce notevoli perturbazioni da parte dei pianeti maggiori in modo che le comete stesse non possono piu` allontanarsi molto dal Sole. La cometa con il periodo orbitale piu` breve e` quella di Encke, che compie un'orbita attorno al Sole in 3,3 anni. Essa e` tanto vecchia che ha perduto gran parte del suo gas e della sua polvere, ed e` troppo debole per essere veduta ad occhio nudo.

Le comete piu` famose

La cometa piu` famosa e` ovviamente quella scoperta da Edmond Halley che, nel 1705, ne calcolo` l'orbita e ipotizzo` che la cometa da lui osservata nel 1682, fosse la stessa di quella passata nel 1607 e nel 1531. La cometa di Halley riappare ogni 76 anni circa e l'ultima volta e` stata nel 1986 quando passo` al perielio (punto dell'orbita piu` prossimo al Sole) il 9 febbraio 1986. La sua orbita la porta da 0,6 UA dal Sole (tra le orbite di Mercurio e Venere) a 35 UA (oltre Nettuno e Plutone). Per questa cometa si hanno notizie risalenti al passato per piu` di 2000 anni.

La cometa di Halley fu studiata nell'ultimo passaggio da numerose sonde tra le quali la sonda Giotto che passo` cosı vicina al nucleo da fotografarlo nei particolari. I dati inviati confermarono che il nucleo di una cometa e` sostanzialmente come una grande "palla di neve sporca".

Le comete e le meteore

La polvere perduta da una cometa si disperde nello spazio e la Terra e altri pianeti raccolgono continuamente polvere cometaria. Quando una particella di questa polvere entra nell'atmosfera, brucia per attrito a un' altezza di circa 100 km, producendo un'improvvisa scia di luce, chiamata *stella cadente* o *meteora*. L'intero fenomeno finisce in meno di un secondo. In ogni notte limpida si possono vedere 5 o 6 meteore l'ora e queste sono dette sporadiche. A volte pero` la Terra attraversa l'orbita di una cometa estinta e incontra un denso sciame di particelle. Si ha allora una "pioggia meteorica", durante la quale si possono vedere decine di meteore all'ora, che sembrano provenire da un unico punto del cielo, chiamato radiante. A questi sciami viene dato il nome della costellazione nella quale si trova il radiante. Ad esempio, le *Perseidi,* un'abbondante sciame di meteore splendenti che la Terra incontra nei giorni attorno al 10 agosto (S. Lorenzo), sembra irradiare dalla costellazione di Perseo. Le meteore tipiche sono di 2^a o 3^a magnitudine* ma le piu` spettacolari sono piu` luminose delle stelle piu` brillanti. Le meteore di grandezza eccezionale chiamate *bolidi* possono essere tanto luminose da proiettare addirittura ombre.

I satelliti

Tra i pianeti del sistema solare solo Mercurio e Venere non possiedono satelliti. La Terra ha la Luna, Marte presenta due piccole lune, Deimos e Phobos, probabilmente asteroidi catturati dalla gravita` del pianeta.

* Piu` alta `e la magnitudine meno luminoso risulta all'osservazione l'oggetto in questione: l'occhio umano, per esempio, riesce ad apprezzare oggetti fino alla 6^a magnitudine.

Giove, Saturno, Urano e Nettuno ne possiedono molti, i piu` piccoli scoperti attraverso le sonde spaziali quale i due Voyager. Plutone, di cui si conosce ancora poco, ne presenta uno solo, Caronte.

Di tutti questi parleremo evidentemente della Luna e, a seguito delle recenti informazioni inviate dalla sonda Galileo, di alcuni satelliti gioviani.

La Luna

La Luna, satellite naturale della Terra e suo piu` prossimo vicino celeste, e` un oggetto di perenne fascino per l'osservazione con strumenti di qualsiasi dimensione. Nonostante le sue piccole dimensioni (3476 km di diametro, circa un quarto di quello della Terra, con una massa pari a circa 1/81 di quella del nostro globo) essa e` tanto vicina (in media 384.000 km) che un comune binocolo rivela una dovizia di particolari della sua superficie: tra questi spiccano numerosissimi crateri, catene montuose e pianure.

Moti lunari

Ogni mese la Luna attraversa un ciclo di fasi, dalla luna nuova (non illuminata: novilunio) alla luna crescente (I quarto: quadratura), alla luna piena (plenilunio), alla luna calante (ultimo quarto), per ritornare alla luna nuova (fig. 3). Il tempo percio` che la Luna impiega a compiere l'intero ciclo di fasi, come *osservato da uno stesso punto terrestre*, e` di 29,5 giorni e si chiama *mese sinodico*.

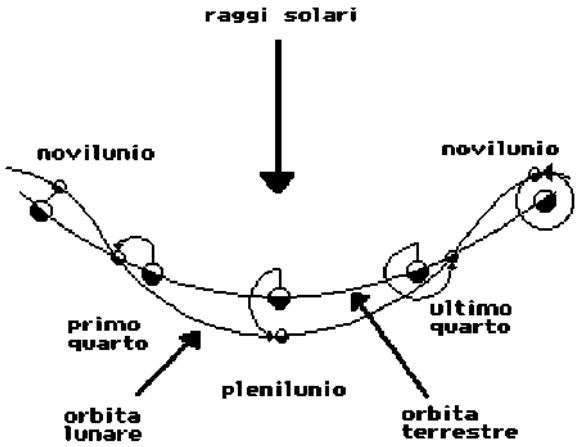


Fig. 3. Ciclo delle fasi lunari.

Ogni punto della superficie lunare e` illuminato dalla luce solare per due settimane, durante le quali le temperatura superficiale raggiunge circa i 100 gradi Celsius, seguite da una notte di due settimane, in cui la temperatura giunge ai -170° C.

La Luna ruota sul proprio asse in 27,3 giorni, lo stesso tempo che impiega per compiere una rivoluzione attorno alla Terra, sicche´ ci rivolge sempre la stessa faccia. A seguito dell'inclinazione dell'orbita rispetto all'eclittica e di altri meno percettibili movimenti (le *librazioni*) e` possibile rilevare circa il 60% dell'intera superficie lunare.

L'osservazione lunare

Il momento migliore per osservare la caratteristiche della sua superficie e` quando, al primo o all'ultimo quarto, le ombre proiettate dagli oggetti riescono a dare risalto anche alle piu` piccole asperita`. In particolare osservando lungo la linea che divide la parte illuminata da quella non illuminata (il cosiddetto *terminatore*), gli oggetti vicini a questa vengono messi in netto rilievo dal basso angolo di illuminazione, per cui i crateri e le montagne appaiono particolarmente accidentati. Dove il Sole e` piu` alto invece, i particolari diminuiscono e vicino al plenilunio, diviene difficile individuare anche formazioni di una certa consistenza. Una eccezione sono quei crateri che presentano delle raggiere, evidentemente formate da roccia polverizzata espulsa dal cratere durante la formazione; le raggiere diventano piu` evidenti quando sono illuminate dall'alto.

Analogamente il contrasto tra le regioni montuose chiare e le pianure scure e` piu` facile da cogliere quando la Luna e` piena.

Le formazioni lunari

Dopo aver osservato la splendente Luna piena, sorprende constatare che le rocce lunari sono in realta` di colore grigio; in media, la superficie della Luna riflette soltanto il 7% della luce incidente. Quindi se la Luna fosse per esempio, coperta di nubi come Venere, sarebbe oltre 10 volte piu` luminosa. Le formazioni lunari portano una varieta` di nomi curiosi. Le pianure scure sono chiamate mari, perche´ i primi osservatori pensavano che fossero distese d'acqua. Le pianure meno rilevanti sono denominate baie (Sinus), paludi (Palus) e laghi (Lacus). I monti della Luna prendono il nome da analoghe formazioni terrestri; cosı abbiamo le Alpi e gli Appennini lunari. I crateri prendono il nome da filosofi e scienziati del passato.

Le rocce lunari

Determinati i possibili luoghi di atterraggio tramite le sonde automatiche, il 20 luglio del 1969, il modulo lunare dell'Apollo 11 porto` Neil Amstrong ed Edwin Aldrin al primo atterraggio umano sulla Luna, nel Mare della Tranquillita`. I due astronauti restarono due ore a esplorare la superficie lunare, effettuando esperimenti e raccogliendo campioni da portare sulla Terra. Nel dicembre del 1972, quando l'Apollo 17 concluse la serie di missioni con equipaggio, gli astronauti avevano portato sulla Terra 380 kg di campioni lunari.

Dallo studio di queste rocce si pote´ dedurre la loro sorprendente eta`. I campioni dell'Apollo 11, ad esempio, risultarono vecchi di 3700 milioni di anni, praticamente piu` vecchi di qualsiasi roccia sulla Terra, pur essendo il loro luogo d'origine una delle aree piu` giovani della Luna. Le rocce lunari piu` recenti di tutte, trovate dall'Apollo 12 nell'Oceanus Procellarum, hanno un'eta` di 3200 milioni di anni. Come previsto, i mari lunari risultarono coperti da colate laviche di composizione simile al basalto sulla Terra.

Le rocce provenienti dalle regioni montagnose risultarono piu` vecchie di quelle provenienti dai mari, risalendo per lo piu` a 4 miliardi d'anni fa. Comunque, come vedremo piu` avanti a riguardo della formazione del sistema solare, le rocce dimostrano che la Luna si e` formata 4600 milioni di anni fa, contemporaneamente alla Terra e, nella stessa regione del sistema solare. Le teorie secondo la quale la Luna sarebbe un frammento del nostro pianeta o quella che considera la possibilita` che la Luna sia stata catturata dalla Terra dopo essersi formata in un luogo molto lontano dal nostro pianeta, per esempio presso Mercurio o tra i satelliti di Giove, sono al giorno d'oggi superate.

Le maree

Infine accenniamo ad un'importante influenza della Luna sulla Terra e cioe` alle *maree*. L'attrazione della Luna e del Sole sulla superficie delle acque e sulla crosta terrestre provoca il fenomeno delle maree. Queste sono delle deformazioni della massa fluida terrestre nel senso che la superficie di livello si deforma quasi fosse stirata dalla parte della Luna e dalla parte opposta. Si produce cosı un'onda di marea che ha il suo massimo (alta marea) e minimo (bassa marea). A causa della rotazione terrestre, l'onda di marea percorre la superficie delle acque con un intervallo di circa 6 ore (per l'esattezza 6 h 13 m , perche´ la Luna si sposta di circa 3,3 gradi mentre la Terra gira di 90 gradi) tra alta e bassa marea.

Satelliti gioviani

A seguito di una delle piu` spettacolari missioni scientifiche di tutti i tempi, iniziata il 5 marzo 1979, in un periodo di circa 30 ore il velivolo spaziale Voyager 1 fotografo` da distanza ravvicinata tre dei quattro maggiori satelliti di Giove (quelli scoperti nel gennaio 1610 da Galileo): *Io*, *Ganimede* e *Callisto*. Fotografie particolareggiate del quarto satellite galileiano, *Europa*, sono state eseguite successivamente (il 9 luglio) dal Voyager 2, che ha esplorato anche gli emisferi di Ganimede e di Callisto che non erano risultati visibili al suo veicolo gemello. Piu` recentemente, nel dicembre del '95, la sonda Galileo e` stata posta in orbita di Giove e ha inviato entro la sua atmosfera pure una capsula carica di strumenti. E` pertanto possibile disporre di nuovi dati per fare un raffronto con quelli dei due Voyager.

Il satellite galileiano piu` vicino a Giove (distanza orbitale pari a 420.000 km) e` Io, del diametro di 3600 km (leggermente piu` grande della Luna), con un periodo orbitale di 42 ore e mezza: volge inoltre

sempre il medesimo emisfero a Giove. Io e` il corpo del sistema solare che presenta la maggiore attivita` vulcanica. Difatti dal Voyager vennero ripresi 8 vulcani che eruttavano simultaneamente. Erano visibili centinaia di altre bocche vulcaniche, sebbene in quel momento inattive. Questi vulcani non eruttano lava ma zolfo liquido che gradualmente solidifica formando la superficie rossa, arancione e gialla tipica di Io.

Che cosa mantenga Io incandescente rimane un problema aperto. Secondo una teoria, Io e` coinvolto in un conflitto gravitazionale tra Giove e gli altri satelliti galileiani; la loro attrazione contrapposta libera un'energia di marea che fa fondere l'interno di Io. Ma puo` darsi che la quantita` di energia generata da questo meccanismo non sia sufficiente e che la risposta sia invece da cercare nelle potenti correnti elettriche che fluiscono attraverso Io mentre orbita entro il campo magnetico di Giove e che riscaldano il satellite. Una parte dello zolfo sfugge formando un anello di zolfo ionizzato centrato sull'orbita di Io e ricade sul satellite piu` interno, Amaltea, rivestendolo di uno strato color arancione. La missione Galileo ha evidenziato un forte incremento della densita` di particelle presenti in questo anello. Caratteristiche spettacolari sono i pennacchi vulcanici fotografati da Voyager 1 e che si innalzano fino a 300 km sulla superficie del satellite. Questi distribuiscono il materiale eruttato (principalmente anidride solforosa) in una struttura ad ombrello, depositando anelli concentrici di materiale del diametro di 1400 km. Una seconda classe di eruzioni deposita anelli di circa 300 km di diametro ma sono relativi a fenomeni della durata di almeno qualche anno. Un'ulteriore forma di attivita` vulcanica e` quella delle grandi caldere (crateri a fondo piatto dovuti allo sprofondamento di un apparato vulcanico) e delle colate a raggiera ad esse associate. Quest'ultime si ritiene siano costituite prevalentemente da zolfo liquido (in diverse fasi esso assume colorazioni diverse) anziche` di basalto o di altri silicati come sulla Terra.

Un'ultima struttura vulcanica risulta unica nel suo genere. Una formazione isolata scura, probabilmente un grande lago di lava, costituiva all'epoca del passaggio di Voyager 1 il piu` grande punto "caldo" di Io, con una temperatura di circa 300 kelvin (circa 20 gradi centigradi), mentre la temperatura di fondo locale era di soli 130 kelvin (-150 gradi centigradi). Le immagini ad alta risoluzione hanno rivelato che all'interno del lago "Loki" esisteva una "zattera" di materiale chiaro, apparentemente solcata da crepe e circondata da frammenti piu` piccoli dello stesso materiale che sembravano essersi staccati dai bordi. E` come se la crosta in via di raffreddamento della struttura fosse stata frantumata dai moti convettivi o dall'aggiunta di altro materiale eruttivo. La struttura e` molto piu` estesa di analoghe formazioni terrestri, le caldere hawaiiane, e anzi con i suoi 250 km circa di lunghezza, potrebbe contenere l'intero arcipelago. Ancora e` in dubbio se sia piena di silicati fusi o di zolfo elementare in via di raffreddamento.

Origine del sistema solare

Tracciate in linea di massima le principali caratteristiche del sistema solare, passiamo all'esposizione delle teorie sulla sua formazione. A tal fine va sottolineato che ogni teoria che intenda spiegare la formazione del sistema solare deve tener conto di alcune sue peculiarita`:

- il Sole ruota abbastanza lentamente pur rappresentando da solo il 99,9 % della massa del sistema solare,
- le orbite dei pianeti attorno al Sole stanno praticamente tutte sullo stesso piano e sono quasi circolari (con qualche eccezione per Mercurio e Plutone),
- l'esistenza e la formazione di pianeti di tipo terrestre dotati di nucleo solido,
- l'esistenza e la formazione di pianeti giganti gassosi,
- la formazione di satelliti
- le distanze dei pianeti dal Sole.

Le osservazioni di giovani stelle indicano che esse sono avvolte da regioni abbastanza dense composte di gas e polveri. La gran quantita` di nuove conoscenze acquisite con le osservazioni degli ultimi trent'anni permette tra le numerose teorie proposte, di vedere come piu` probabile l'ipotesi della nebulosa originaria che, in forme ben diverse dalle attuali, fu per la prima volta proposta gia` due secoli fa' da Laplace.

In breve e in modo approssimato, una grande nube di gas e polvere si contrasse nello spazio interstellare 4,6 miliardi di anni fa lungo uno dei bracci curvi della nostra galassia. La nube nella sua graduale contrazione causata dalla forza di gravita` assunse la forma di un disco con le parti centrali in rotazione via via piu` veloce. Ad un certo punto si accumulo` al centro del disco un corpo tanto massiccio, denso e caldo da far innescare il suo combustibile nucleare e diventare una stella: il Sole. A un certo stadio le particelle di polvere circostanti si aggregarono, formando pianeti orbitanti intorno al Sole e satelliti orbitanti intorno ad alcuni pianeti.

Una qualche versione di questa visione e` accettata dalla maggior parte degli astronomi anche se, gli studiosi dell'origine e dell'evoluzione del sistema solare, non hanno ancora accettato uniformemente una teoria che spieghi come si e` formata la nebulosa solare primordiale, come e quando il Sole comincio` a brillare e come e quando i pianeti si formarono dalla polvere presente nella nebulosa. Paradossalmente si conosce con maggior dettaglio la formazione e l'evoluzione stellare che quella del nostro sistema solare. E la ragione e` pero` abbastanza chiara: di sistemi planetari se ne conosce solo uno (trascuriamo per ora alcune recenti scoperte) mentre infinitamente piu` numerose sono le stelle che gli astronomi possono studiare, catalogare, confrontare.

Tralasciando per ora la formazione del Sole, argomento che verra` trattato nella prossima lezione, fissiamo l'attenzione sulla formazione dei pianeti. Questi si formarono a seguito del graduale accumulo di granuli o polveri interstellari presenti nella nebulosa primordiale e, per quelli piu` esterni, dalla successiva attrazione e coesione dei gas (principalmente idrogeno ed elio). I granuli interstellari sono quelli che hanno resistito senza trasformarsi in vapore al calore della nebulosa in contrazione. Poiche` la temperatura sarebbe stata piu` alta in prossimita` del centro che nelle zone periferiche, i materiali meno volatili si sarebbero concentrati nelle parti centrali. Materiali quali metalli, ossidi, silicati avrebbero dato origine ai pianeti interni; composti rocciosi, acqua, metano e ammoniaca ghiacciati sarebbero i responsabili per la formazione di quelli piu` esterni.

Nel caso dei pianeti interni piu` piccoli i vari stadi che portarono alle dimensioni finali passano attraverso diverse collisioni e successive aggregazioni di corpi rocciosi, i cosiddetti *planetesimali*. In tal modo si ritiene si sia formata anche la Terra. Nel caso dei pianeti esterni vanno invece fatte delle altre considerazioni: per questi si ritiene che, ad un certo punto il nucleo abbia raggiunto una dimensione critica tale da innescare il collasso dei gas ancora presenti nei dintorni. Si pensa che Giove, Saturno, Urano e Nettuno abbiano invece acquistato la maggior parte della loro massa proprio attraverso i processi di concentrazione e collasso dei gas.

Dopo la formazione dei pianeti, molto gas sarebbe ancora rimasto in orbita intorno al Sole insieme a innumerevoli piccoli corpi e a grandi quantita` di polvere non consolidata. Ora invece osserviamo nel sistema solare che in orbita solare vi sono i pianeti, gli asteroidi con assai poca polvere e quasi niente gas. Come fu "ripulito" il sistema solare? La risposta va cercata nella formazione del Sole. Come vedremo le stelle giovani passano, in modo caratteristico, attraverso uno stadio particolare detto di *T–Tauri*. In questo fase della loro evoluzione le stelle espellono materia a velocita` vertiginosa e ci sono tutte le ragioni per ritenere che anche il Sole abbia attraversato una simile fase trasportando nello spazio interstellare il gas residuo. La "ripulitura" finale si ebbe a seguito delle numerose perturbazioni dei pianeti maggiori sulle orbite dei corpi minori. In poche centinaia di milioni di anni la maggior parte di questi corpi avrebbe sub`ıto collisioni con uno dei pianeti o con qualche loro satellite: le "cicatrici" di questo bombardamento finale sono ancora particolarmente evidenti sulle superfici di Mercurio, Luna e Marte e costituiscono l'evidente craterizzazione della superficie.

In termini schematici la formazione del sistema solare si puo` riassumere nelle fasi rappresentate nella fig. 4 della pagina successiva.

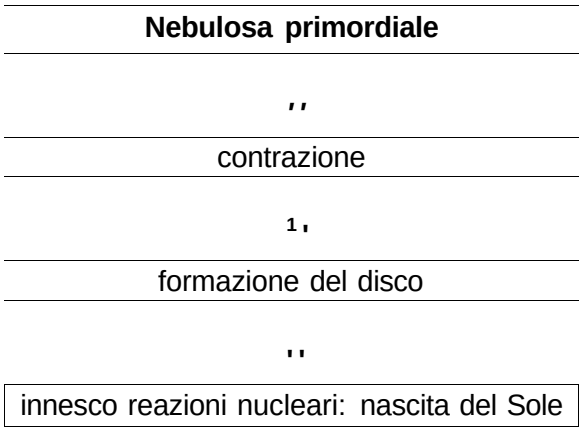

Nebulosa primordiale
contrazione
formazione del disco
innesco reazioni nucleari: nascita del Sole
addensamento nelle regioni piu` calde dei materiali meno volatili
addensamento nelle regioni piu` fredde dei materiali piu` leggeri
aggregazione dei materiali: formazione pianeti interni
aggregazione dei materiali e collasso dei gas: formazione pianeti esterni
fase T-Tauri del Sole
bombardamento meteorico finale

Fig. 4. Schema della formazione del sistema solare.

I pianeti attraverso un piccolo telescopio

Con un piccolo telescopio innanzitutto, non ci si deve aspettare di vedere tutti i fantastici dettagli visibili nelle foto ottenute con i satelliti! Vi sono diverse cose interessanti da osservare comunque.

Mercurio
Mercurio e` difficile da osservare ad occhio nudo ma con un telescopio si puo` vedere di sera o prima del sorgere del sole. Ovviamente e` necessario sapere quando risulta visibile consultando un calendario astronomico. Appare come un piccolo disco che presenta fasi analoghe a quelle della Luna.

Venere
Venere puo` apparire troppo luminoso quando il cielo e` molto scuro quindi conviene osservarlo nei momenti del crepuscolo o addirittura di giorno. Si notano facilmente le fasi, durante le quali le dimensioni apparenti del disco variano di un fattore sette. A causa di tale fenomeno Galileo fondo` la propria convinzione che i pianeti ruotassero attorno al Sole anziche´ attorno alla Terra. Per la densa atmosfera, non si possono cogliere dettagli della superficie.

Marte
L'osservazione di Marte e` talvolta deludente in quanto, salvo quando risulta molto vicino alla Terra, si mostra solo come un piccolo disco privo di particolari. Quando e` invece vicino alla Terra, si possono osservare le calotte polari e alcune zone piu` scure della superficie. Queste possono mostrare delle variazioni a seguito delle tempeste di polvere che periodicamente spazzano la superficie del pianeta.

Giove
Giove possiede un'atmosfera che presenta delle bande alternativamente chiare e scure, ben definite e visibili con un piccolo telescopio. Queste caratteristiche mostrano delle variazioni a seguito della veloce rotazione del pianeta e della stagione. Si puo` inoltre osservare la Grande Macchia Rossa. I quattro satelliti galileiani si possono individuare anche con un binocolo e nel loro moto attorno a Giove mostrano tutta una serie di eclissi ed occultazioni molto interessanti. I moti di questi satelliti furono sfruttati pure per le prime determinazioni della velocita` della luce.

Saturno
Saturno e` ovviamente il piu` interessante dei pianeti mostrando, in un piccolo telescopio, il suo sistema di anelli. Tra i suoi satelliti si nota facilmente Titano.

Urano, Nettuno
Urano e Nettuno appaiono in un piccolo telescopio come dei minuscoli dischi verdastri mentre Plutone risulta fuori dalla portata dei piccoli strumenti dell'astrofilo.

Frequently Asked Questions (*)
FAQ

Con un titolo mutuato dal gergo di *Internet* proponiamo qui alcune risposte a domande che vengono poste con una certa frequenza.

D.01. Qual'e` la differenza tra l'astronomia e l'astrologia?

Benche´ l'astronomia e l'astrologia siano storicamente collegate e nei secoli scorsi, molte persone si interessassero ad entrambe, oggi non vi e` piu` alcuna connessione tra le due.

L'astronomia si fonda sulle leggi della fisica (e quindi pure sulla matematica) e cerca di descrivere ed interpretare l'universo che si osserva con gli strumenti che oggi si hanno a disposizione. Poiche´ le leggi della fisica si ritengono costanti nel tempo, l'astronomia puo` pure spiegare il comportamento dell'universo nel passato e proporre un limitato numero di possibili scenari per il suo futuro. Le applicazioni piu` comuni dell'astronomia includono calcoli e previsioni sui tempi del sorgere e tramontare del sole, sulle fasi lunari, sulle maree, sulla localizzazione delle eclissi, sulla visibilita` delle comete, su possibili incontri di corpi celesti (si pensi all'incontro tra la cometa SL9 con Giove avvenuto nel 1994), sulle traiettorie di navicelle spaziali, ...

L'astrologia d'altra parte dichiara di poter prevedere il futuro delle persone o il significato che questo puo` avere per esse o per l'umanita`, basandosi sulle configurazioni dei pianeti del sistema solare e sulle date di nascita. Le sue "applicazioni" piu` comuni sono gli oroscopi. Indipendentemente da quale sia il supporto scientifico per l'astrologia, i suoi scopi e metodi sono chiaramente distinti da quelli dell'astronomia.

D.02. Che cos'e` la gravita`?

Centinaia d'anni di osservazioni hanno stabilito l'esistenza di una forza di attrazione agente tra tutti gli oggetti fisici: per questo fatto viene anche detta *universale*. Nel 1687 Isaac Newton quantifico` questo fenomeno nella legge di gravita`, la quale stabilisce che ogni oggetto nell'universo attrae ogni altro oggetto, con una forza tra i due corpi che e` proporzionale al prodotto delle loro masse e inversamente proporzionale al quadrato della distanza tra essi. Se $M$ e $m$ sono le due masse, $r$ la loro distanza, e $G$ la costante gravitazionale, la forza $F$ e` data da

$$F = G\frac{Mm}{r^2}.$$

La costante gravitazionale G si puo` misurare in laboratorio e vale approssimativamente $G = 6{,}67 \times 10^{-11}$ $m^3/kg\text{-}s^2$.

La legge di Newton della gravita` costituisce una delle prime grandi "unificazioni" nella storia della fisica in quanto spiega, con un'unica semplice legge, sia la nostra comune esperienza sulla Terra (la caduta della proverbiale mela di Newton) sia la forza che governa il moto dei pianeti attorno al Sole.

La gravita` e` una forza estremamente debole. Si pensi che la repulsione elettrica tra due elettroni, cioe` tra due cariche negative, e` circa 10^{40} volte piu` intensa della loro attrazione gravitazionale. Nonostante cio`, la gravita` e` la forza dominante su scale molto grandi, quelle con cui ha a che fare l'astronomia. Per questo fatto ci sono due ragioni. Primo: la gravita`, diversamente da altre forze piu` intense quali le forze nucleari, e` una forza di "lungo raggio" che rimane non trascurabile anche a distanze molto grandi dagli oggetti. Secondo: la gravita` e` addittiva. I pianeti e le stelle sono approssimativamente degli oggetti elettricamente neutri cosicche´ le forze di tipo elettrico tendono a cancellarsi. La massa e` al contrario solo positiva per cui questi oggetti presentando masse notevoli implicano forze gravitazionali altrettanto notevoli.

* Traduzione: domande poste frequentemente.

Pur essendo la legge di Newton estremamente accurata per la maggior parte delle osservazioni, cio` nonostante conduce a delle anomalie spiegate solo dalla teoria speciale della relativita`, proposta da Einstein nel 1916. E` questa la moderna teoria della gravitazione.

D.03. Giove potrebbe diventare una stella?

Una stella e` usualmente definita come un corpo il cui nucleo possiede una temperatura e pressione tali da permettere la fusione di elementi leggeri in elementi piu` pesanti con una contemporanea emissione di energia. La reazione di base e` la fusione di quattro nuclei di idrogeno (protoni) in un nucleo di elio-4 con la liberazione di una frazione significativa di energia. Perche´ cio` avvenga la massa del corpo dev'essere secondo calcoli teorici, di almeno 0,08 volte la massa del Sole. Ora Giove, pur essendo il maggior pianeta del sistema solare, possiede una massa di 0,001 masse solari, 80 volte inferiore al limite teorico. Di conseguenza Giove non potra` diventare una stella nemmeno ipotizzando che l'idrogeno attualmente presente nel sistema solare collassi tutto su Giove. Difatti la quantita` di quest'ultimo e` largamente inferiore alle rimanenti 79 masse gioviane necessarie.

D.04. Che cosa significano scritture del tipo 10^7 o 10^{13} o 4×10^{-7}?

Espressioni del tipo 10^7 o 10^{13} o anche 3×10^{-5} sono esempi di come nelle scienze si esprimono i valori numerici delle grandezze fisiche: in quest'ambito si usa appunto la *notazione a virgola mobile.* Questa si dimostra particolarmente utile nel caso si debbano esprimere valori molto grandi o molto piccoli e consiste nel prodotto di due termini, il primo fattore e` un numero maggiore o eguale ad 1 e minore di 10, il secondo una potenza di 10. Per esempio per intendere il numero 1000 si dovrebbe scrivere $1 \times 10^3$ ma molto piu` spesso si scrive solo 10^3. Il valore di 3000 assume di conseguenza la forma piu` compatta $3 \times 10^3$. Analogamente $10.000 = 10^4$: un milione diviene semplicemente $10^6$ e un miliardo $10^9$. Per intendere quindi un numero pari a 1000 miliardi e` sufficiente scrivere 10^{12} appunto uguale a $10^3 \times 10^9$.

Parallelamente i numeri estremamente piccoli si scriveranno come: $1/1000 = 0{,}001 = 10^{-3}$, $1/1.000.000 = 10^{-6}$. Per intendere quindi 3 miliardesimi e` sufficiente la notazione $3 \times 10^{-9}$ mentre la scrittura $2 \times 10^{-12}$ equivarra` al valore di 2 millesimi di miliardesimo in quanto $2 \times 10^{-12} = (2/1000) \times 10^{-9}$.

D.05. C'e` vita nel sistema solare?

Negli ultimi decenni, si e` cominciato a cercare seriamente e in modo sistematico tracce di vita extraterrestre; veicoli spaziali automatici hanno osservato, a distanze che vanno da 100 a circa 100.000 chilometri, oltre 70 fra pianeti, satelliti, comete e asteroidi. Nel caso della Luna, di Venere e di Marte, le osservazioni compiute da veicoli orbitanti o scesi sulla superficie hanno fornito dati in modo ulteriormente piu` dettagliato. Nessuna di queste missioni ha potuto fornire prove convincenti di vita extraterrestre, ne´ indizi che facessero pensare alla sua esistenza. Se quindi attualmente la Terra continua ad essere l'unico mondo abitato a noi noto, non si puo` certo escludere che la vita possa essere esistita in alcune fasi evolutive di qualche pianeta, Marte in particolare, o possa esistere in sistemi planetari diversi dal nostro. Infatti le osservazioni astronomiche stanno sempre piu` evidenziando come i sistemi planetari siano abbastanza comuni. Una prova indiretta di cio` e` il numero sorprendentemente grande di stelle giovani con massa pari all'incirca di quella del Sole che risulta circondato proprio da quei dischi di gas e polvere che si ritiene costituiscano le prime fasi nella formazione di un sistema planetario.

D.06. Per osservare i pianeti che strumento occorre?

Se l'osservazione consiste nella semplice identificazione nel cielo e nell'analisi dei moti dei pianeti maggiori (Venere, Marte, Giove, Saturno) allora e` sufficiente un comune binocolo. Questo permette gia` di distinguere i quattro maggiori satelliti di Giove e delle loro configurazioni. Il binocolo e` in effetti il "compagno ideale" di molti osservatori e il suo acquisto non viene rimpianto anche quando si possiede un telescopio piu` potente in quanto costituisce sempre un valido complemento. Un binocolo, inoltre, offre del cielo una visione non "traumaticamente" diversa da quella che si ha ad occhio nudo e quindi non pone problemi di riconoscimento del campo che esso inquadra. Ricordiamo che, nelle sigle dei binocoli, il primo numero

indica l'ingrandimento e il secondo il diametro dell'obiettivo espresso in millimetri. Piu` sono alti questi numeri, piu` il binocolo e` "potente". Si tenga comunque presente che oltre i 10–12 ingrandimenti il tremolio delle mani impedisce di sfruttare pienamente le possibilita` del binocolo per cui in tali casi un supporto diventa indispensabile. I binocoli con obiettivi sui 50 mm di diametro e con 7 ingrandimenti sono quelli piu` comuni (cioe` 7×50).

Passando a strumenti appena un po' piu` impegnativi, per esempio un cannocchiale rifrattore con obiettivo di 6 cm, gia` a 70 ingrandimenti, si possono osservare in modo molto nitido le due bande oscure equatoriali di Giove, il suo forte schiacciamento polare e la Grande Macchia Rossa. Saturno mostra i suoi anelli e di Venere si possono apprezzare le diverse fasi.

In generale, per l'osservazione planetaria non e` necessario, dato il basso contrasto dei particolari da osservare, che lo strumento disponga di un obiettivo di diametro particolarmente grande. L'apertura relativa ottimale, cioe` il rapporto tra il diametro dell'obiettivo e la sua lunghezza focale, e` in effetti attorno a 1/10.

D.07. Come posso individuare un pianeta?

Per l'individuazione di un pianeta, a parte Giove che risulta l'astro piu` luminoso in assoluto del cielo ed e` quindi, dopo un po' d'esperienza facilmente individuabile, e` necessario consultare qualche almanacco che riporti le *effemeridi* ossia *le coordinate del pianeta per la data di osservazione*. Quindi, utilizzando una mappa del cielo di un atlante stellare e individuata la posizione relativamente a stelle vicine facilmente riconoscibili, si puo` passare alla ricerca sul campo.

Piu` brevemente, e` sufficiente consultare una qualsiasi rivista di astronomia. Queste riportano mensilmente le effemeridi dei pianeti spesso commentando la loro visibilita` e associando pure dei disegni illustrativi che facilitano il riconoscimento.

D.08. Qual'e` la differenza tra un'eclisse solare e una lunare?

Un'eclisse solare avviene quando la Luna sta tra la Terra e il Sole e l'ombra lunare interseca la Terra. Le eclissi di Sole possono essere totali, parziali o anulari. Un'eclisse totale si ha quando la Luna copre il Sole per intero. Un'eclisse e` invece parziale quando la Luna copre solo una parte del Sole. Poiche´ inoltre l'orbita lunare attorno alla Terra non e` perfettamente circolare, in alcune fasi la Luna si allontana dalla Terra. Se quindi avviene una eclisse solare quando la Luna sta nel punto piu` lontano dalla Terra, il Sole non viene oscurato completamente: in tal caso, del Sole, rimarra` visibile un anello circolare attorno alla Luna: si ha quindi un'eclisse anulare.

Un'eclisse lunare avviene quando la Terra giace tra la Luna e il Sole. Anche questo tipo di eclisse puo` essere o totale o parziale a seconda che la Luna attraversi completamente o solo parzialmente l'ombra proiettata dalla Terra. Queste eclissi non avvengono tutti i mesi in quanto l'orbita della Terra attorno al Sole e quella della Luna attorno alla Terra non giacciono sullo stesso piano. Difatti le eclissi avvengono solo quando questi tre corpi stanno sul medesimo piano e cio` puo` avvenire per le eclissi lunari circa 7 volte l'anno. Siccome poi le dimensioni della Luna sono piu` piccole di quelle della Terra e cos`ı anche per l'ombra proiettata, le eclissi solari avvengono con una frequenza minore, essendocene in media 1,5 all'anno.

D.09. Perche´ la Luna piena appare piu` grande quando si trova vicino all'orizzonte di quando si trova alta nel cielo?

Questo fenomeno sembra cos`ı evidente che si e` portati a cercare una spiegazione di tipo oggettivo, ricorrendo per esempio a qualche *ipotetico* effetto lente dovuto all'atmosfera terrestre. In realta` basta confrontare due fotografie della Luna nelle due posizioni per verificare che non vi e` differenza apprezzabile. L'effetto e` pertanto una illusione ottica. In effetti il diametro verticale apparente della Luna e` un po' minore all'orizzonte che in altre posizioni a seguito della rifrazione atmosferica. Misure precise su quello orizzontale hanno mostrato che in media questo e` minore dell'1,7% in quanto, in tale situazione, ci si trova piu` lontani dalla Luna di un tratto pari ad un raggio terrestre rispetto a quando essa appare alta nel cielo. L'effetto e` invece di origine psicologica, dovuto essenzialmente al fatto che ognuno di noi opera automaticamente, e quindi molto spesso inconsapevolmente, dei confronti sulle dimensioni apparenti tra oggetti vicini per valutare la

loro distanza relativa. Tali valutazioni provengono da un rapido confronto piu` o meno inconsapevole, tra informazioni precedentemente acquisite e conservate nella memoria. Da cio` derivano molte valutazioni errate, chiamate comunemente illusioni ottiche.

Ed ecco, qual, sorpreso dal mattino,
per li grossi vapor Marte rosseggia
giu` nel ponente sovra 'l suol marino.

Dante: Purg. II, 13

Biblioteca comunale di Monticello Conte Otto

Corso di Astronomia

Lezione 2: il Sole e le stelle

La Terra e` riscaldata dalla luce del Sole da 4,6 miliardi di anni, e ogni tipo di vita e` sostenuto dall'energia solare, convertita in energia chimica dalle piante. Fin dagli inizi della storia, l'uomo ha riconosciuto la funzione vitale del Sole. Nel suo rispetto per il disco infuocato, egli lo ha considerato una divinita`, oppure lo ha immaginato sotto la diretta protezione divina.

Il Sole e` la stella piu` vicina alla Terra. Esso dista circa 8 minuti luce*, mentre le stelle piu` vicine sono lontane 4,3 anni luce (Alfa Centauri). Esso e` importante per gli astronomi perche` e` l'unica stella che possiamo osservare da vicino ma mentre per la maggior parte degli oggetti celesti si presenta il problema di osservarli in quanto troppo poco luminosi, il Sole fa sorgere il problema esattamente opposto: e` tanto splendente che e` pericoloso guardarlo. **Chiunque osservasse il Sole attraverso qualsiasi tipo di strumento ottico, anche per un solo istante, rischierebbe di divenire cieco**. Anche osservare il Sole a occhio nudo per un lungo periodo puo` danneggiare permanentemente la vista. Per chi invece volesse studiare alcune caratteristiche del Sole, c'e` un solo modo sicuro e consiste nel proiettarne l'immagine ottenuta tramite un binocolo o un cannocchiale su un pezzo di carta bianca.

Il Sole ha un diametro apparente di circa mezzo grado (**31'**) e gia` con mezzi modesti (e con le attenzioni dette) si possono notare dettagli interessanti come le macchie solari e l'oscuramento ai bordi mentre, nel corso delle eclissi totali, si possono osservare l'atmosfera e la corona solare.

La storia della nostra conoscenza del Sole comincia nei secoli XVIII e XIX, quando si studiarono estesamente in laboratorio le proprieta` dei gas. Il primo rudimentale modello del Sole consisteva di una serie di gusci gassosi sferici e concentrici dove la pressione fosse tale da bilanciare il peso del gas sovrastante e che tale peso fosse determinato dalla attrazione gravitazionale della massa del gas del nocciolo sottostante. Sempre nel XIX secolo fu misurata la temperatura superficiale, deducendola dalla sua intensita` luminosa e dalla distribuzione di tale intensita` nelle lunghezze d'onda comprese nel visibile (e cioe` in quella parte dello spettro della radiazione elettromagnetica dove e` sensibile anche il nostro occhio). Dalla densita` media del Sole, dedotta dalla teoria gravitazionale, si concluse inoltre che il Sole non poteva che essere una *sfera di idrogeno caldo*.

D'altra parte l'enorme quantita` di energia emessa dal Sole (**$10^{33}$** erg per secondo) non si poteva far derivare soltanto dalla combustione di materiale infiammabile: i combustibili chimici si sarebbero esauriti in poche migliaia di anni mentre, se il Sole si fosse contratto sotto la sua stessa forza di gravita` al ritmo di 30 metri all'anno, riscaldandosi cosı grazie alla compressione dovuta al proprio campo gravitazionale, avrebbe avuto energia per circa 30 milioni di anni. Tuttavia i geologi e i paleontologi richiedevano per le loro teorie un periodo di tempo piu` lungo, in quanto le loro ricerche dimostravano che la Terra, e la vita su di essa, datavano da almeno qualche centinaio di milioni di anni. All'inizio di questo secolo fu quindi evidente che il Sole *doveva avere una fonte di energia interna molto piu` efficiente di quella chimica o gravitazionale*. Occorrevano pertanto nuove leggi fisiche.

Dati e generalita`

Presentiamo alcuni dati sul Sole utili in seguito per distinguerlo da altre stelle.

- La distanza media Terra-Sole costituisce l' *Unita` Astronomica* (UA), grandezza che si usa per esprimere le distanze planetarie e (piu` raramente) stellari. Come gia` detto precedentemente, in base alla terza legge di Keplero sul moto dei pianeti, si trova 1 UA = 149,6 milioni di km.

* Questa distanza `e equivalente al percorso fatto dalla luce alla velocit`a di 300.000 km/s, in un tempo di 8 minuti.

- La massa M del Sole, sempre in base alle leggi di Keplero, e` pari a $M = 1{,}98 \times 10^{30}$ kg. Essendo il diametro solare di 1.400.000 km (piu` che 100 volte quello della Terra), si puo` calcolare la densita`: questa e` di 1,4 grammi per centimetro cubo, quasi una volta e mezza quella dell'acqua (per confronto quella della Terra e` di 5,5 g/cm^3).
- A dispetto di tutta l'energia emessa in un secondo (come detto 10^{33} erg/s), il Sole non e` una stella particolarmente luminosa. Nella scala delle magnitudini cioe` quella che permette un raffronto tra la luminosita` delle diverse stelle, il Sole apparirebbe poco piu` luminoso di una stella di quinta grandezza.*
- Il Sole ruota su se stesso attorno ad un asse inclinato di circa 7 gradi sul piano dell'orbita terrestre *(eclittica)*. La durata della rotazione *(periodo)* si deduce dal moto di alcune caratteristiche (non permanenti) della sua "superficie visibile", le macchie solari che appaiono come macchie oscure o viceversa, di particolari luminosi *(facole)* oppure da osservazioni delle diverse componenti luminose provenienti dal Sole (lo *spettro solare)*.

  Il Sole non ruota come un corpo rigido, ma alla pari di Giove e Saturno, la sua velocita` di rotazione e` maggiore all'equatore e va progressivamente diminuendo verso i poli. Il periodo varia percio` dai 25 ai 27 giorni.
- L'accelerazione di gravita` in superficie e` 28 volte quella sulla Terra.

Caratteristiche osservative

Fotosfera

Osservando l'immagine proiettata del Sole, se ne puo` vedere la superficie splendente o *fotosfera*, sede di una intensa attivita`, costituita da gas a circa 5500 gradi in continuo moto turbolento. Sebbene questa sia estremamente calda, secondo il metro terrestre, e` fredda in confronto al nucleo interno, dove hanno luogo le reazioni nucleari che producono energia: qui si calcola che la temperatura sia di circa 15 milioni di gradi.

La fotosfera presenta un effetto chiamato *granulazione* (per cui appare composta di granuli), causato dalle celle di gas caldo che salgono ribollendo nella fotosfera, come l'acqua che bolle in pentola. Se si osserva attentamente l'immagine proiettata del Sole, si nota che i bordi appaiono meno luminosi del centro del disco, effetto chiamato *oscuramento ai bordi*. Questo e` causato dal fatto che i gas della fotosfera sono alquanto trasparenti, cosicche´ al centro del disco si guarda piu` profondamente all'interno del Sole che non ai bordi.

Macchie solari

Sullo sfondo dell'oscuramento ai bordi si possono vedere macchie piu` luminose chiamate *facole* che sono aree di temperatura piu` elevata sulla fotosfera. Si possono notare anche un certo numero di zone piu` scure, dette *macchie solari*. Queste sono aree di gas piu` freddo, che appaiono scure per contrasto con la fotosfera. Le macchie solari sono fenomeni temporanei che si verificano dove i campi magnetici sulla superficie del Sole sono particolarmente intensi. Evidentemente la presenza di un intenso campo magnetico blocca il flusso termico dall'interno del Sole, generando zone piu` fredde.

Le macchie solari hanno un centro scuro, chiamato *ombra*, a una temperatura di circa 4000 gradi, circondato da una *penombra* piu` chiara, a circa 5000 gradi Celsius. Queste caratteristiche hanno varie dimensioni, dai piccoli "pori", non piu` grandi di un grosso granulo, alle enormi e complesse macchie dal diametro di centinaia di migliaia di km. Le macchie piu` grandi tendono a formarsi in gruppi, che possono misurare quanto la distanza fra la Terra e la Luna. Macchie tanto grandi sono visibili a occhio nudo quando il Sole e` velato dall'atmosfera poco prima del tramonto. Una grande macchia impiega circa una settimana a svilupparsi completamente e poi scompare lentamente nel corso di un paio di settimane.

Talvolta gli intensi campi magnetici in un complesso gruppo di macchie diventano aggrovigliati, e liberano un lampo improvviso di energia chiamato *brillamento*, che puo` durare da pochi minuti a qualche ora. In un brillamento, delle particelle atomiche vengono eruttate nello spazio e queste, raggiungendo la Terra

* Si veda piu` avanti il paragrafo sulle magnitudini stellari.

dopo circa un giorno, provocano negli strati superiori dell'atmosfera (ionosfera) effetti come le interferenze radio e le aurore polari.

Il numero delle macchie solari visibili aumenta e diminuisce secondo un ciclo che dura mediamente 11 anni (fig. 1).

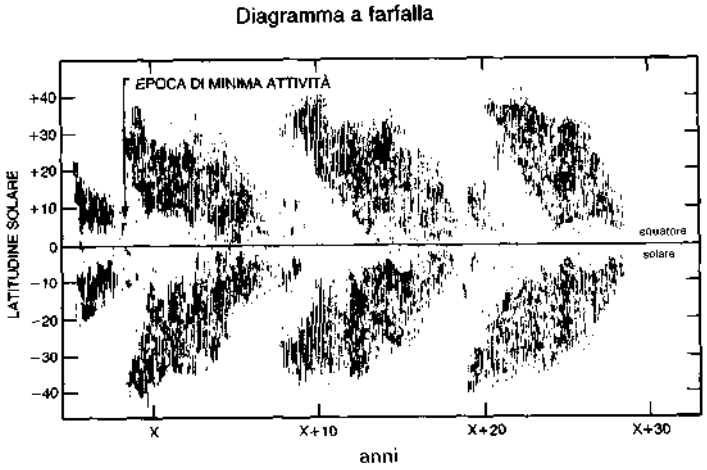


Fig. 1. Ciclo delle macchie solari o diagramma di Maunder.

Nei momenti di minima attivita`, il Sole puo` essere senza macchie per giorni e giorni, mentre nei periodi di massima attivita` si possono vedere contemporaneamente piu` di cento macchie. Il ciclo fu scoperto dall'astronomo dilettante tedesco Heinrich Schwabe sulla base di osservazioni compiute nel periodo 1826 e 1843. All'inizio di ogni ciclo, le macchie solari appaiono ad alte latitudini (a circa 40 gradi dall'equatore) e nel corso degli 11 anni, tendono a formarsi via via a piu` basse latitudini o sull'equatore stesso. La vita di una macchia solare puo` durare da poche ore a diversi mesi. Alcune si possono osservare (quando sulla faccia visibile) per la durata di diverse rotazioni del Sole attorno al proprio asse.

Cromosfera

Sopra la fotosfera c'e` un tenue strato di gas, di circa 10.000 km, chiamato *cromosfera*. Esso e` tanto debole da essere normalmente visibile solo con speciali strumenti oppure, per pochi secondi durante un'eclisse totale. `

E di colore rosa che le deriva dalla luce emessa dall'idrogeno (la cosiddetta riga H-Alfa).

Corona

L'oggetto piu` stupendo del Sole e` la sua *corona*, un debole alone di gas che diventa visibile solo quando la fotosfera e` totalmente oscurata da un'eclisse. La corona e` composta di gas estremamente rarefatto, a una temperatura di 1-2 milioni di gradi. Dalla zona equatoriale si estendono strutture di gas coronale simili a petali, mentre dalle regioni polari si aprono a ventaglio i pennacchi coronali, piu` corti e delicati. La forma della corona muta nel corso del ciclo solare.

Del gas fluisce continuamente dalla corona nel sistema solare, formando quello che viene chiamato *vento solare*. Particelle atomiche (principalmente protoni ed elettroni) di vento solare passano accanto alla Terra a una velocita` di circa 400–500 km/s avendo lasciato il Sole due giorni prima. L'effetto piu` evidente del vento solare e` quello di far sì che le code delle comete si orientino nella direzione opposta al Sole. Il vento solare si estende al di la` dell'orbita del pianeta piu` lontano, mescolandosi infine con il sottile gas interstellare. Si puo` quindi dire che, in un certo senso, tutti i pianeti del sistema solare sono dentro alle propaggini esterne della corona del Sole.

L'energia solare

Finora abbiamo descritto le "meraviglie" del Sole che si riferiscono alla sua superficie. Ma tutte le proprieta` esteriori del Sole, dalle radiazioni che emette all'attivita` che mostra, sono il prodotto di cio` che avviene nel

suo interno. La questione che vogliamo quindi affrontare e` che cosa fa risplendere il Sole, e tutte le altre stelle, in modo cosı straordinario. Qual'e` quindi l'origine della luminosita` solare?

I primi a porsi seriamente il problema furono due fisici, Lord Kelvin e Hermann von Helmholtz attorno al 1860 e la loro risposta si fondava sul fatto che un qualsiasi corpo, immerso in un campo gravitazionale cioe` soggetto alla forza di gravita`, possiede dell'energia potenziale che puo` all'occorrenza trasformarsi in altre forme energetiche, per esempio in calore. E` quanto succede quando solleviamo da terra un sasso. Portatolo ad un certa altezza dal suolo, questo viene ad acquisire una energia potenziale che poi, se lasciato libero, trasforma gradualmente in energia cinetica (cioe` energia di moto) durante la caduta. Alla fine, quando tutto e` (apparentemente) ritornato come all'inizio, si potrebbe costatare un leggerissimo aumento della temperatura dei corpi coinvolti.

L'origine della formidabile erogazione di energia da parte del Sole veniva interpretata come la liberazione di energia gravitazionale nel corso della contrazione di una massa gassosa. A seguito di cio` nelle parti centrali del Sole dovrebbe sussistere una elevata temperatura dovuta alla compressione subita dal gas a causa degli strati piu` esterni e piu` freddi. Ne seguirebbe, secondo questa teoria, un trasferimento di energia analogo a quello che avviene tra un corpo caldo e uno piu` freddo. L'energia si trasferirebbe dalle parti piu` interne a quelle esterne comportando comunque una conseguente contrazione della massa del Sole. Cio` genererebbe ulteriore energia e il processo potrebbe quindi continuare. Basterebbe una riduzione minuscola del raggio del Sole, di circa 20 m all'anno, per giustificare la potenza osservata.

Tutto bene, tranne un problema: non di luminosita` ma di tempo. Al tasso attuale di produzione energetica, il Sole avrebbe dato fondo a tutte le riserve di energia gravitazionale in meno di 100 milioni d'anni. Un tempo effettivamente molto lungo, che soddisfaceva le esigenze degli astronomi e dei fisici della fine dell'800. Ma lo studio geologico delle ere primaria e secondaria delle rocce terrestri ben presto ha mostrato che

- l'energia irraggiata dal Sole non poteva essere molto diversa da quella osservata da noi oggi e, cosa fondamentale,
- l'eta` della Terra e` di gran lunga maggiore, circa 4,5 miliardi di anni.

La gravita` quindi non basta a risolvere la questione.

Per un'esatta comprensione del processo si dovettero attendere i primi decenni del XX secolo, la scoperta della natura dell'atomo, lo sviluppo delle teorie della relativita` e della meccanica quantistica e, infine, l'accertamento che il Sole e quasi tutte le stelle sono composte principalmente di idrogeno.

Un importante progresso fu compiuto nel 1926 da Sir Arthur Eddington, sicuramente uno dei fisici e degli astronomi piu` importanti d'inizio secolo. Eddington fu tra i primi ad accettare la teoria della relativita` di Albert Einstein che, tra le altre cose, include la famosa formula di equivalenza tra materia m ed energia E, $E = mc^2$, dove la costante c esprime la velocita` della luce $c = 3 \times 10^8$ m/s. Ora, a causa del grande valore di $c$, e` sufficiente una piccola quantita` di massa per creare l'enorme quantita` di energia emessa dal Sole. Sapendo che l'atomo di elio ha una massa leggermente minore di quella di 4 atomi di idrogeno (la differenza e` dello 0,7%), Eddington osservo` che se fosse possibile trasformare l'idrogeno in elio, la luminosita` del Sole potrebbe essere il risultato della conversione di $6 \times 10^{11}$ kg di idrogeno ogni secondo, un tasso che sembra elevatissimo ma che invece, *se il Sole fosse fatto di solo idrogeno,* permetterebbe al Sole di risplendere per 100 miliardi di anni, dunque ben piu` a lungo dell'eta` della Terra!

Per soddisfacenti che potessero sembrare, questi risultati non bastavano a dimostrare che la fusione dell'idrogeno e` effettivamente responsabile dell'energia solare. Si dovette innanzitutto superare la difficolta` che ostacolava la fusione dei nuclei di idrogeno in elio. In particolare, tenendo conto che questi nuclei (protoni) possiedono la stessa carica elettrica, non si riusciva a giustificare, nemmeno alle temperature proposte da Eddington di 40 milioni di gradi, come queste particelle potessero avvicinarsi le une alle altre, e tanto meno legarsi (fondersi) tra loro. La scoperta nel 1928 dell'effetto tunnel, secondo il quale due particelle sufficientemente vicine possono attraversare la barriera elettrica repulsiva che esiste tra loro, permise di riportare il limite di temperatura sui 15 milioni di gradi. Altre scoperte quali quella del neutrone,

del deuterio (^{2}H, l'isotopo* dell'idrogeno che ha nel nucleo un protone e un neutrone), dell'elettrone positivo (e^+) e del neutrino *(v)* permisero infine a Hans Bethe e Charles Critchfield di definire l'insieme di reazioni che costituiscono la risposta al problema della fusione dell'idrogeno, la cosiddetta *catena protone-protone*.

La catena protone-protone

La catena protone-protone e` un processo che nelle sue linee fondamentali si puo` suddividere in 3 tappe. Il primo passo e` la formazione del deuterio a partire dalla collisione con effetto tunnel di due protoni. Immediatamente uno dei protoni si trasforma in un neutrone, espellendo la sua carica positiva sotto forma di un positrone, che e` la particella di antimateria corrispondente dell'elettrone. Questo processo e` accompagnato dal rilascio di energia sotto forma di un neutrino. Dato che nell'ambiente incandescente del nucleo solare la materia e` presente in forma ionizzata come una miscela di particelle positive ed elettroni (il *plasma),* l'antimateria non puo` coesistere con la materia normale. Difatti il positrone incontra con alta probabilita` un elettrone e quindi i due si annichilano liberando energia, cioe` un raggio di luce gamma. In sostanza le loro masse e cariche letteralmente spariscono e viene generato un raggio di luce dotato di notevole energia.

$$H + H \rightarrow H + e^+ + \nu$$

$$e^- +$$

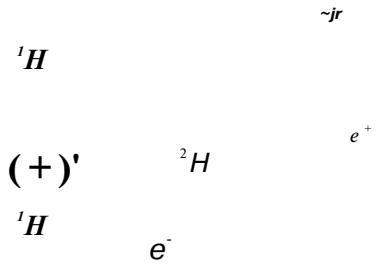


Fig. 2. Catena protone-protone: a) formazione del deuterio.

La velocita` con cui avviene questa prima tappa del processo e` fondamentale per la stabilita` delle stelle e del nostro Sole. Se teniamo presente che in una bomba termonucleare quando inizia una reazione di fusione nucleare, l'emissione di energia e` pressoche´ istantanea, ci si puo` chiedere come puo` il Sole non esplodere a sua volta e invece centellinare la sua radiazione come e` dimostrato dalla storia geologica della Terra. La risposta sta appunto in questa prima reazione: pur tenendo conto dell'effetto tunnel, la fusione di due protoni che da` origine al deuterio e` *straordinariamente lenta*. In media un protone deve attendere pazientemente circa $\mathbf{10^{10}}$ anni prima che le collisioni casuali con altri protoni gli conferiscano energia e velocita` da poter superare la repulsione elettrica. Il processo funziona solo perche´ nel Sole ci sono cosı tanti protoni che in qualunque momento qualcuno di essi sta effettivamente subendo questa reazione.

Una volta creato il deuterio, questo reagisce velocissimamente con un altro protone, assorbendolo e rilasciando nuovi raggi gamma. Questa volta il protone non si trasforma in neutrone, e le tre particelle costituiscono il nucleo di un isotopo leggero dell'elio, il ^{3}***He***.

* Si chiamano *isotopi* di un elemento chimico, i nuclei atomici contenenti lo stesso numero di protoni ma che differiscono invece per il numero di neutroni. Due isotopi di uno stesso elemento possiedono pertanto la medesima carica e quindi si comportano chimicamente nello stesso modo, pur avendo masse nucleari diverse: i neutroni difatti non danno contributi alla carica elettrica del nucleo ma solo alla sua massa.

$$H + H \rightarrow He + \gamma$$

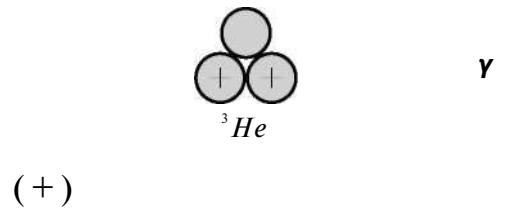


Fig. 3. Catena protone-protone: b) formazione dell'isotopo ^3He.

L'ultimo passaggio avviene in media dopo un milione d'anni, quando due nuclei di ^3He collidono tra loro con una velocita` sufficiente a fonderli in un nucleo di elio normale, ^4He, con la contemporanea emissione di una coppia di protoni liberi.

$$He + He \rightarrow {}^4He + 2\,{}^1H$$

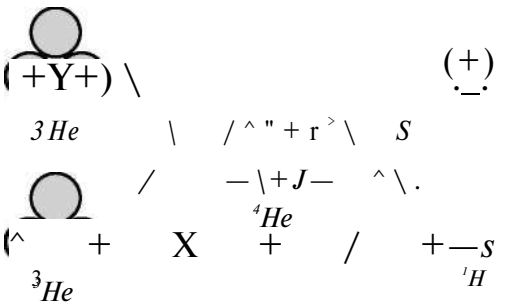


Fig. 4. Catena protone-protone: c) formazione dell'elio ^4He.

Gran parte della potenza solare, circa il 77%, viene prodotta in questo modo; al resto provvedono diverse altre reazioni di fusione dove comunque intervengono nuclei di elementi piu` pesanti. Nel processo *CNO* per esempio, vengono coinvolti il carbonio *C*, l'azoto *N* e l'ossigeno *O*. Tutte comunque mostrano una sensibile dipendenza dalla temperatura e generalmente queste ultime risultano piu` importanti nelle stelle con temperature centrali piu` elevate che nel Sole.

L'interno del Sole

Chiarita l'origine dell'energia solare possiamo ora delineare un modello del Sole e in particolare di come venga mantenuto l'equilibrio tra la forza gravitazionale che tende a far collassare gli strati superiori su quelli inferiori e le forze dovute alla pressione che si oppongono a tale compressione. In sostanza la legge fisica fondamentale che va rispettata e` quella dell'*equilibrio idrostatico* per cui in ogni strato del corpo solare il

peso del gas sovrastante deve eguagliare esattamente la pressione rivolta verso l'esterno; in caso contrario il Sole o si espanderebbe oppure si contrarrebbe: le osservazioni comunque escludono pero` entrambe le circostanze.

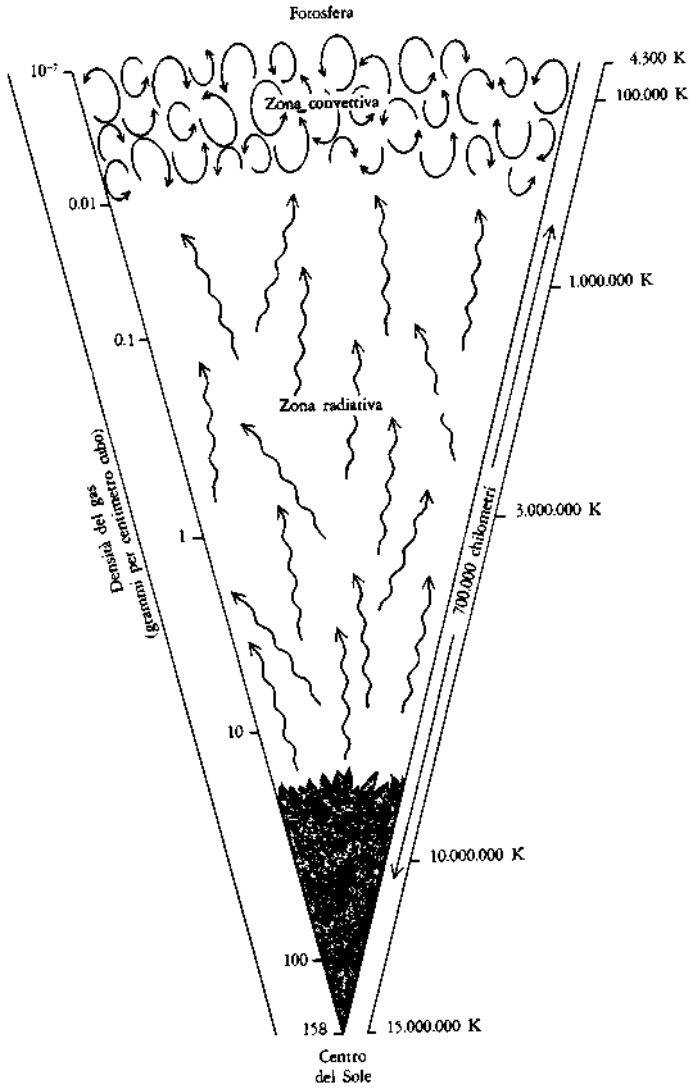


Fig. 5. Struttura interna del Sole.

Procediamo quindi dal centro verso l'esterno (fig. 5). Ovviamente il tasso di produzione di energia tocca il valore massimo al centro dove la temperatura e` di $15 \times 10^6$ (15 milioni) di gradi e diminuisce man mano che, salendo verso la superficie, la temperatura diminuisce. Considerando gusci progressivamente piu` estesi comprendiamo gradualmente sempre piu` massa e quindi sempre piu` reazioni nucleari. Ne segue che l'energia generata aumenta rapidamente. Tuttavia questo aumento cessa del tutto quando nel nostro viaggio verso l'esterno raggiungiamo la temperatura di 7×10^6 gradi, alla quale le velocita` dei protoni sono troppo basse per continuare a sostenere la reazione iniziale di fusione. Abbiamo raggiunto il bordo esterno del nucleo che quindi viene ad occupare circa il 10% del volume del Sole. A causa della sua straordinaria densita`, che raggiunge i 160 g/cm^3 (dieci volte piu` del piombo), il nucleo contiene al suo interno il 40% della massa solare e nonostante la densita` esso e` ancora gassoso. Attualmente nella parte piu` interna del nucleo circa la meta` dell'idrogeno si e` gia` fusa in elio.

Al di fuori della zona centrale, entriamo in una regione detta *inviluppo solare*, dove il restante 60% della massa si distribuisce lungo il 60-70% del raggio. L'inviluppo agisce quasi come una copertura isolante che da un lato frena il flusso della radiazione verso l'esterno e, dall'altro, mantiene a livelli elevati la pressione e la temperatura del nucleo. Esso svolge inoltre la funzione di degradare le energie dei fotoni gamma in uscita. Cos`ı l'energia creata nel nucleo si fa strada attraverso l'interno del Sole collidendo continuamente con i nuclei degli atomi e con gli elettroni presenti. Una certa quantita` di energia impiega in tal modo piu` di un milione di anni per raggiungere la superficie! Ogniqualvolta un fotone viene assorbito e quindi riemesso, la sua energia media e` via via minore. Poiche´ l'energia non puo` sparire, deve moltiplicarsi necessariamente il numero di fotoni. Allora cio` che inizia la sua esistenza come un singolo raggio gamma di altissima energia emerge alla fine nella fotosfera sotto forma di migliaia di fotoni ottici di bassa energia: l'inviluppo converte quindi la letale radiazione del nucleo, in un fascio di innocua luce gialla.

Ad una distanza dal centro corrispondente al 70% del raggio, la temperatura raggiunge valori che rendono il trasporto di energia piu` efficace non piu` attraverso la radiazione, bens`i con la convezione. Questa

modalita` di trasporto e` quella che comunemente notiamo in una pentola riempita d'acqua quando viene riscaldata dal fondo. Parte dell'acqua, quella a maggior temperatura, inizia a muoversi verso l'alto mentre l'acqua piu` fredda scende lungo le pareti. Si formano cos`ı correnti convettive che rimescolano continuamente il liquido e trasportano calore dal basso verso l'alto. Analogamente nel Sole, il gas comincia a ribollire in una complessa serie di strati vorticosi che alla fine sboccano in superficie, dove li possiamo ammirare sotto forma della granulazione. Purtroppo le leggi fisiche che governano il moto di fluidi viscosi sono tra le piu` complicate della fisica e poco quindi si sa sul meccanismo della convezione. E poiche´ e` lo strato convettivo combinato con la rotazione, a generare il campo magnetico e tutta l'attivita` solare, si capisce come si sia ancora lontani dal comprendere l'origine di tutti questi fenomeni.

Il modello solare che abbiamo esposto giustifica in modo soddisfacente la luminosita` osservata e ci fornisce, per quanto riguarda l'eta` del Sole, un'indicazione che si accorda con cio` che sappiamo in merito all'eta` del Sistema Solare: il che dimostra che davvero l'energia solare e` generata soprattutto dal ciclo protone–protone.

Difatti considerando che l'idrogeno disponibile alla fusione e` solo quel 40% della massa presente nel nucleo, si stima che l'autonomia di combustibile sia tale da sostenere le reazioni nucleari per 10 miliardi di anni. Quando l'idrogeno finira`, e lo stadio evolutivo in cui avvengono le sue fusioni avra` termine, il Sole si trasformera` in una brillante gigante rossa. Sapendo che l'eta` della Terra e del Sole e` di circa 5 miliardi di anni, se ne ricava che il Sole e` a meta` della sua evoluzione e che gli resta ancora da vivere un tempo abbastanza lungo. Possiamo pertanto godere di splendide giornate di Sole ancora per miliardi di anni a venire!

Le magnitudini stellari

Prima di affrontare l'esposizione dell'evoluzione stellare e` necessario aprire una parentesi e chiarire un paio di elementi senza i quali sarebbe difficile comprendere la possibile storia di una stella. Queste nozioni si collegano ad osservazioni che ciascuno di noi puo` fare guardando il cielo stellato e cioe` come le stelle non appaiano tutte egualmente brillanti. Vi sono quindi stelle abbastanza deboli (per es. la Polare) o appena percepibili ad occhio nudo, cos`ı come stelle molto luminose quali Sirio, Vega, Capella.

Il secondo aspetto si coglie ancora con un semplice sguardo e consiste nel notare che le stelle sono di diverso colore. Vi sono cioe` stelle bianche come Sirio e Vega, rosse come Aldebaran, Antares e Betelgeuse, arancione come Arturo, gialle come il Sole e Capella.

Magnitudini apparenti

Sviluppando la prima osservazione si puo` naturalmente stabilire una classificazione entro cui disporre le stelle cos`ı da suddividerle in base alla loro luminosita`. Questa scala prende il nome di *scala delle magnitudini* introdotta dal grande astronomo greco Ipparco di Nicea nel II secolo a.C. Egli defin`ı le piu` brillanti come stelle di $1^a$ grandezza o di magnitudine apparente 1, quelle un po' piu` deboli di 2^a, quindi stelle sempre piu` deboli fino alla $6^a$ (magnitudine apparente 6). Misure moderne della luminosita` cioe`, lo ricordiamo, della quantita` di energia emessa ogni secondo, hanno mostrato che le stelle della sesta magnitudine sono 100 volte meno luminose di quelle della prima, il che significa che la classificazione di Ipparco pone in classi di magnitudine consecutive stelle che, in media, sono circa 2,5 volte meno brillanti. Si noti anche che il valore della magnitudine e` tanto piu` grande quanto piu` la stella e` debole.

Questa classificazione, per quanto basata solo su impressioni visive, fu adottata tale e quale fino al secolo scorso, quando per la maggior precisione richiesta dagli strumenti scientifici (telescopi e fotografia astronomica), fu necessaria una revisione e una conseguente piu` precisa definizione. Si stabil`ı quindi che due stelle le cui luminosita` siano nel rapporto 1 a 100 dovessero differire di 5 unita` esatte in magnitudine* e, per mantenere una certa coerenza con la scala di Ipparco si pose la magnitudine della Polare pari a 2 (sostituita poi da un insieme piu` numeroso di stelle di riferimento). Precisata cos`ı la scala alcune stelle di

* È la cosiddetta relazione di Pogson che lega fra loro le magnitudini m_1 e m_2 di due stelle con le rispettive intensit`a luminose rilevate S_1 e S_2. Assume la forma matematica $m_1 - m_2 = -2.5 \log(S_1/S_2)$.

prima grandezza vennero comunque ad assumere magnitudini nulle e negative. Per esempio Capella, Vega ed Arturo divennero di magnitudine 0 e Sirio, la piu` brillante, assunse la magnitudine $m = -1{,}5$. In questa stessa scala, che non vale solo per le stelle ma per tutti gli astri, Venere arriva a $m = -4{,}5$, la Luna piena a -12,6 e il Sole a -26,7 magnitudini. All'altra estremita`, oltre la sesta magnitudine, si hanno le stelle accessibili solo agli strumenti; un binocolo rivela quelle di magnitudine 8 e 9, un piccolo telescopio quelle di magnitudine 11 e 12 e uno professionale rende accessibili quelle di magnitudine 16 o 17 e superiori.

Magnitudini assolute

Le magnitudini, ottenute come si e` detto, si dicono *apparenti* perche´ rappresentano le diverse luminosita` delle stelle *cos`ı come appaiono*. D'altra parte, e` esperienza comune che una piccola lampadina accesa posta vicino all'occhio appare piu` luminosa per esempio, di un impianto di illuminazione di uno stadio, se questo sta ad alcuni chilometri di distanza. Allo stesso modo, non e` affatto garantito che la stella che appare piu` brillante di un'altra sia effettivamente, *intrinsecamente,* piu` luminosa di questa. Per poter fare un confronto e conoscere l'effettiva luminosita` di una stella, e` necessario calcolare quanto sarebbero brillanti se fossero tutte e due situate alla medesima distanza. In tal senso si e` universalmente convenuto di fissare questa distanza standard uguale a 32,6 anni luce, pari a 10 parsec.f Di conseguenza si ottiene una nuova magnitudine, la cosiddetta *magnitudine assoluta* la quale non e` altro che la magnitudine apparente che la stella *avrebbe* se si trovasse alla distanza standard. Detta d la distanza espressa in parsec e supposta conosciuta (cioe` risolta la complessa questione della distanza stellare!), la magnitudine assoluta M si deduce immediatamente dalla magnitudine apparente! Per esempio, il Sole verrebbe ad assumere la magnitudine assoluta $M = 4{,}83$ e quindi verrebbe ad essere una stellina appena visibile ad occhio nudo. Al contrario Antares che possiede $m = 1$ assumerebbe la magnitudine assoluta $M = -5$. Viceversa, se in base a qualche tipo di osservazione, siamo in grado di stimare la magnitudine assoluta M di un astro, sara` possibile dedurre la sua distanza d.

Spettri stellari

E veniamo al diverso colore mostrato dalle stelle ricorrendo a fenomeni abbastanza conosciuti. Se prendiamo un pezzo di metallo e lo portiamo gradualmente ad incandescenza possiamo notare che, all'aumentare della temperatura, prima diventa rosso cupo, poi rosso chiaro, infine giallo e bianco azzurro. E evidente che qui il colore e` un indice della temperatura del corpo. Nello stesso identico modo cioe` obbedendo alla medesima legge fisica, si puo` correlare il colore delle stelle alla temperatura della loro fotosfera cosicche´ le stelle bianco-azzurre devono essere piu` calde di quelle rosse. In particolare, sfruttando alcune ipotesi semplificatrici e` possibile introdurre un modello fisico delle stelle che in prima approssimazione, in base al loro colore, permette di riconoscere la temperatura caratteristica di ogni stella: le stelle bianche per esempio, possiedono temperature attorno ai 10.000 gradi, le gialle sui 6000 gradi e le rosse, relativamente fredde, hanno temperature prossime ai 3000 gradi.

Le magnitudini e i colori sono parametri importanti, ma senza gli spettri non si potrebbe capire quasi nulla della natura delle stelle. Fu Isaac Newton a scoprire che la luce del Sole puo` essere scomposta nelle sue varie componenti cromatiche. Per noi ora, questo fatto e` un'esperienza abbastanza comune: basta far incidere un raggio di luce solare su un pezzo di vetro e far in modo che ne esca deviato in modo significativo (si prende allora un prisma di vetro). Si osserva che la luce bianca emerge dal vetro separata nei diversi colori dell'arcobaleno. Le leggi fisiche ci dicono che questo insieme di colori mette in evidenza le componenti elementari della luce solare: e` il cosiddetto *spettro solare*. Se poi analizziamo con maggior dettaglio e quindi con l'appropriata strumentazione questo spettro, si potrebbero notare diverse righe scure, dette *righe di assorbimento*. L'origine di queste righe ciascuna relativa ad un certo colore (o lunghezza d'onda della radiazione), pote` essere compresa non appena si raggiunse una soddisfacente comprensione dell'atomo, attorno agli anni Venti del nostro secolo. Difatti si riusc`ı ad associare ad ogni atomo un certo insieme

f Un *parsec* corrisponde alla distanza da cui l'unit`a astronomica `e vista sotto l'angolo di un secondo d'arco. Valgono le seguenti uguaglianze: 1 parsec=206265 UA=3,26 anni luce.

$ In base alla formula $M = m + 5 - 5 \log d$.

caratteristico di righe e quindi ad interpretare gli spettri stellari e le relative righe di assorbimento come una specie di firma delle stelle, una firma che permetteva agli astronomi di ricavare le condizioni fisiche dei gas stellari, nonche´ la loro composizione chimica.

Su questa base, cioe` sullo studio degli spettri stellari, si pote` suddividere le stelle in diverse classi, costituenti la *classificazione spettrale* (o *sequenza*) di Harvard. Pertanto gli spettri stellari sono raggruppati in sette classi, i *tipi spettrali* che contengono la stragrande maggioranza delle stelle: piu` o meno il 99%. Per tener conto di differenziazioni piu` minute, le classi sono divise, ciascuna, in dieci sottoclassi, cosicche´ alla lettera con la quale si indica una classe si aggiunge un numero per indicare la sottoclasse. I tipi spettrali sono contrassegnati, nell'ordine, dalle lettere O, B, A, F, G, K, M. In questa classificazione il Sole, per esempio, rientra nel tipo G2. Questa sequenza spettrale e` una sequenza di temperatura. Le stelle O e B sono stelle intrinsecamente blu, le A e F bianche, le G gialle, le K arancio, le M rosse. E, poiche´ le stelle a temperatura piu` elevata devono avere il massimo di emissione nel blu, e quelle a temperatura piu` bassa nel rosso, le stelle dei tipi O e B sono stelle ad alta temperatura superficiale, quelle dei tipi K ed M sono stelle a bassa temperatura superficiale (si veda la tav. 1).

Tavola 1. I tipi spettrali principali

Tipo	Colore	Temperatura (K)	Esempio
O	blu	50.000–28.000	*chi* Per, *epsilon* Ori
B	azzurro	28.000–9900	Rigel, Spica
A	bianco	9900– 7400	Vega, Sirio
F	bianco–giallo	7400–6000	Procione
G	giallo	6000–4900	Sole, *alfa* Cen A
K	arancio	4900–3500	Arturo
M	arancio–rosso	3500–2000	Betelgeuse

Con quest'ultimo elemento che ci permette ora di decodificare il messaggio trasportato dalla luce delle stelle, siamo finalmente in grado di aprire vie insospettate per la comprensione dell'evoluzione stellare.

Il diagramma HR

Ricordando il significato di magnitudine assoluta di un corpo e chiarito che il tipo spettrale dipende fortemente dalla temperatura, dovremmo aspettarci una qualche correlazione tra la magnitudine assoluta delle stelle e il tipo spettrale. I primi studi in questo campo furono condotti all'inizio del secolo dall'astronomo danese Ejnar Hertzsprung e dall'americano Henry Russel. *Con le stelle di cui si conosceva la distanza* i due astronomi costruirono un diagramma nel quale erano riportati, in ascissa, il tipo spettrale* e, corrispondentemente, in ordinata, la magnitudine assoluta. Ogni stella conosciuta era dunque rappresentata, nel diagramma, da un punto la cui ascissa era un'indicazione della temperatura della stella e la cui ordinata era un'indicazione della luminosita`, cioe` del flusso di energia irradiata dalla stella. Nel diagramma l'asse verticale e` dunque l'asse delle luminosita`, in ordine crescente dal basso all'alto, e l'asse orizzontale e` l'asse delle temperature in ordine decrescente da sinistra a destra: quindi le stelle di tipo spettrale O stanno a sinistra e quelle di tipo M stanno a destra. Il risultato di tale lavoro e` rappresentato nella figura 6.

* Hertzsprung aveva adoperato il colore, ma noi sappiamo che colore e spettro sono entrambi indicatori dello stesso parametro, la temperatura.

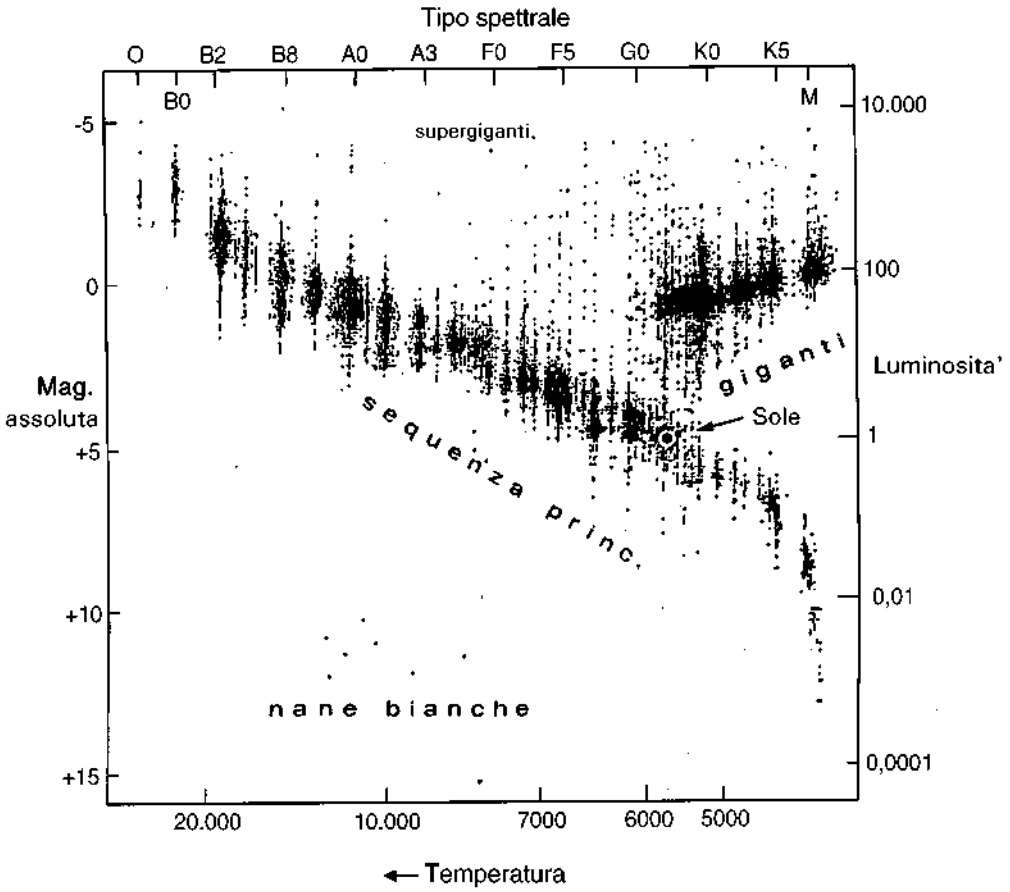


Fig. 6. Diagramma di Hertzsprung–Russel.

Val la pena di sottolineare che sull'asse delle ordinate a sinistra appaiono le *magnitudini assolute*. Le stelle che stanno in alto sono quindi *intrinsecamente* piu` luminose di quelle che stanno in basso, e la differenza di cinque classi di magnitudine equivale ad un aumento di flusso emesso di 100 volte come si puo` notare nella equivalente scala verticale della luminosita` a destra. Su questa scala si e` posta ad uno la luminosita` del Sole.

Il fatto che il diagramma esista, cioe` che i punti rappresentativi delle stelle non si dispongano a caso, significa che effettivamente esiste la relazione sospettata tra temperatura e luminosita`, anche se questa non sembra di quelle particolarmente semplici. Conviene ora esaminare il diagramma di Hertzsprung–Russel o diagramma HR e cercare di intuire come questo costituisca una pietra miliare nella comprensione della struttura e dell'evoluzione delle stelle.

Prima osservazione: il diagramma contiene stelle di tutti i tipi spettrali.

Seconda osservazione: la maggior parte delle stelle si dispone lungo una fascia che si sviluppa diagonalmente dalla sinistra in alto alla destra in basso. E in questa fascia che sono presenti tutti i tipi spettrali, dalle stelle blu, molto luminose, a quelle rosse, molto deboli. Questa fascia, o meglio, questa parte del diagramma HR, e` chiamata *sequenza principale* o anche *sequenza delle nane*. Il Sole e` una stella della sequenza principale dato che il suo tipo spettrale e` G2 e la sua magnitudine assoluta +4,8. Il Sole e` una stella nana.

Le altre stelle del diagramma si addensano in differenti zone: a) lungo una fascia poco inclinata rispetto all'orizzontale che si estende dal tipo F al tipo M e che si mantiene intorno alle magnitudini assolute 0 e ±1, alla quale e` stato dato il nome di *zona delle giganti*; b) in una zona piu` o meno diffusa comprendente tutti i

tipi spettrali e che si estende tra i limiti -3 e -7 dei valori delle magnitudini assolute, alla quale e` stato dato il nome di *zona delle supergiganti*, stelle luminosissime visibili anche a grandi distanza; c) in una zona, detta delle *nane bianche*, nel diagramma in basso a sinistra, contenente stelle molto deboli ma di alta temperatura visto che si trovano nelle classi spettrali B, A ed F.

E il significato di tutto cio`? Finora0 abbiamo solo fatto delle classificazioni. Vediamo allora come il diagramma HR sia uno strumento potente per determinare le distanze stellari. Altri significati e prospettive insperate verranno affrontate piu` avanti.

Innanzitutto va notato che il diagramma HR e` stato costruito con le stelle di cui si conosceva la distanza perche´ solo per queste e` possibile calcolare la magnitudine assoluta. La distanza di queste stelle si e` ottenuta con delicate tecniche di misure (misure di parallasse), possibili solo per le stelle piu` vicine. Comunque consideriamo una stella per la quale non e` possibile eseguire misure con tale tecnica (la distanza sara` allora maggiore di 200, 300 anni luce). Supponiamo invece che di questa stella si possa ottenere lo spettro. Di conseguenza possiamo ottenere la classe spettrale e, partendo da questa, tracciare una retta parallela all'asse delle magnitudini assolute fino ad incontrare una delle zone del diagramma. Da qui, con una parallela all'asse dei tipi spettrali, andiamo all'asse delle magnitudini assolute. Otteniamo cos`ı la magnitudine assoluta della stella senza conoscerne la distanza. Ma allora, poiche´ conosciamo la magnitudine assoluta e quella apparente (questa si puo` misurare per il solo fatto che la stella si vede!), possiamo come detto ricavare la distanza. Dunque, per mezzo del diagramma HR, noti i tipi spettrali e le magnitudini apparenti, possiamo determinare le distanze stellari: almeno per tutte quelle stelle di cui si puo` avere lo spettro. Detto in altro modo, cio` significa che siamo in grado di determinare le distanze stellari non appena siamo in grado di fotografare le stelle! Nella sua semplicita`, e` un risultato fantastico!

Naturalmente, poiche´ nel diagramma non vi sono linee ma fasce, queste determinazioni non sono estremamente precise ma, in ogni caso, sono meglio che niente. Un'altra obiezione: prendiamo una stella di classe K. Dove ci si deve fermare per determinare la magnitudine assoluta? Sulla sequenza principale, intorno a $M = +6$, o proseguire e arrivare alla zona delle giganti, intorno a $M = +1$, o proseguire ancora e arrivare alla zona delle supergiganti, intorno a $M = -5$? La risposta si trova ancora una volta nello studio della spettro in particolare nella rilevazione e confronto della larghezza delle righe presenti. Queste sono larghe nelle nane, sottili nelle giganti e molto sottili nelle supergiganti.

Nascita di una stella

Ricollegandoci alla prima osservazione sul diagramma HR e cioe` al fatto che esso comprende tutte le stelle, viene spontaneo notare come la maggior parte di esse sia compresa nella sequenza principale. Questo fatto deve aver qualche significato. Si potrebbe in effetti pensare che *le stelle si trovano prevalentemente nella sequenza principale perche´l`ı, in quelle particolari condizioni fisiche, passano il tempo maggiore della loro esistenza*. Su questa nuova chiave interpretativa del diagramma HR si basa la teoria dell'evoluzione stellare.

Noi siamo abituati a considerare il Sole e le stelle come eterne; le stesse costellazioni che brillano nel nostro cielo sono state cantate da Saffo; i moti dei pianeti e le eclissi di Sole e di Luna che oggi sappiamo essere fenomeni normali, hanno spaventato e incuriosito gli uomini delle caverne. Eppure anche i corpi celesti hanno una loro vita; alcune stelle nascono e muoiono nel giro di pochi milioni di anni, come la brillante e azzurra Rigel, altre seguiteranno a brillare per molte decine di miliardi di anni e saranno ancora praticamente immutate quando la specie umana sara` forse scomparsa da tempo.

Che le stelle si formino da addensamenti della materia interstellare e` accertato, sebbene siano ancora in gran parte oscuri i dettagli di come questo avvenga. Si pensa che nello spazio interstellare, dove vagano gas e minuscole particelle solide (le cosiddette polveri interstellari), si formino casualmente delle concentrazioni di materia 10, 100 o anche 1000 e 10.000 volte piu` dense. Sono le nubi interstellari, che si manifestano o come chiazze luminose, che diffondono la luce delle stelle che vi sono immerse, o come macchie scure che assorbono completamente la luce delle stelle retrostanti. Anche queste nubi, confrontate con il vuoto che noi sappiamo produrre artificialmente, sono molto piu` "vuote". Pero` in esse si possono formare, sempre

casualmente, delle condensazioni di materia un po piu` dense del mezzo circostante. Queste condensazioni attraggono con la loro forza di gravita` altra materia. Addensamenti di questo tipo in alcuni casi sono visibili come minuscole macchioline oscure: sono i *globuli di Bok*, detti cos`ı dal nome dell'astronomo Bart Bok che nel 1947 li segnalo`. La piccola condensazione iniziale cresce e piu` cresce piu` aumenta la sua forza di attrazione gravitazionale; altra materia le cade addosso e in qualche decina o centinaia di migliaia di anni essa raggiunge una massa "stellare". Durante le prime fasi di contrazione la materia e` ancora rarefatta e *trasparente*; il calore prodotto dalla compressione viene rapidamente *dissipato* nel mezzo circostante. Ma, con l'aumentare della densita`, *il mezzo diventa opaco*, e il calore non sfugge piu` cos`ı facilmente. Il gas si riscalda e arriva un momento in cui la temperatura e` abbastanza elevata da permettere che l'idrogeno (che costituisce il 70 per cento in massa dell'universo) si trasformi in elio. Infatti alta temperatura vuol dire alta velocita` o grande energia cinetica delle particelle. Solo grazie a questa energia piu` particelle positive come i protoni possono vincere la forza repulsiva che agisce su particelle dello stesso segno e fondersi a formare un nucleo piu` pesante. Come gia` discusso, nella catena protone–protone, quattro nuclei di idrogeno (o protoni) a temperature che variano fra i 5 e i 50 milioni di gradi (circa 1000 volte la temperatura superficiale), a seconda della massa che si condensa, si uniscono a formare un nucleo di elio (o particella alfa). Ma la massa della particella alfa e` di sette millesimi piu` piccola della somma dei quattro protoni. Questa esigua quantita` di materia si e` trasformata in energia, un'energia pari al prodotto della massa scomparsa per il quadrato della velocita` della luce. In formula abbiamo la celebre relazione di Einstein $E = mc^2$. Quando questo avviene, la stella inizia la fase piu` lunga e stabile della sua vita. Infatti ha raggiunto una condizione di equilibrio fra due forze opposte: la forza di gravitazione che tenderebbe a schiacciarla sotto il proprio peso, e la forza esercitata dalla pressione del gas, che tenderebbe a farla espandere e disperdere nello spazio interstellare. Per una stella medio–piccola come il Sole, la durata della fase di "condensazione" si stima attorno ai dieci milioni di anni ma per stelle piu` massicce questa e` decisamente piu` breve.

Ovviamente l'accrescimento e la formazione di un oggetto stellare non avviene nel semplice modo appena schematizzato ma passa anche attraverso diverse altre tappe che formano gli elementi intermedi di una progressione della quale abbiamo finora detto del solo aspetto iniziale (le nubi di materia interstellare). Una di queste tappe gia` nominata a riguardo del Sole e` la fase T–Tauri. Le stelle del tipo T–Tauri mostrano un'estrema variabilita` della magnitudine, indice della loro instabilita`. Dallo studio del loro spettro si deduce inoltre che questi oggetti sono circondati da abbondante gas circumstellare: difatti queste stelle sono cos`ı giovani che stanno ancora accumulando massa dall'ambiente circostante. Il tasso di caduta di materia sulla stella puo` quindi aumentare o diminuire all'improvviso per cui l'astro dovra` aumentare o diminuire parallelamente la propria luminosita`: e questo da` ragione della variabilita` in magnitudine. In aggiunta, a seguito della formazione di un disco di accrescimento, si accompagnano nei dintorni delle stelle T–Tauri anche potenti venti stellari in uscita che come detto a riguardo della formazione del Sistema Solare, contribuiscono a disperdere nello spazio una frazione dei gas residui.

L'inizio del processo di formazione dell'elio si considera l'atto di nascita di una stella vera e propria. La "protostella" che si trovava inizialmente in alto a destra del diagramma HR (nebulosa luminosa ma fredda) da questo momento si sposta (piu` o meno) gradualmente a sinistra e in basso, inserendosi finalmente nella sequenza principale del diagramma HR.

Vita di una stella

Il procedere delle reazioni nucleari con trasformazione di idrogeno in elio mantiene costante la temperatura del centro della stella e costante resta anche la pressione del gas che e` dovuta proprio al moto casuale delle singole particelle, moto che e` tanto piu` rapido quanto maggiore e` la temperatura del gas. In realta` questa costanza e` mantenuta grazie ad una specie di "termostato" naturale. Se, per esempio, il tasso a cui si verificano le reazioni nucleari rallenta, la temperatura diminuisce; e di conseguenza diminuisce anche la pressione che non sara` piu` in grado di equilibrare la forza di gravitazione. Si avra` allora una compressione con conseguente riscaldamento del gas. Questo aumento di temperatura provoca un aumento di energia prodotta dalle reazioni nucleari e l'equilibrio si ristabilisce (fig. 7).

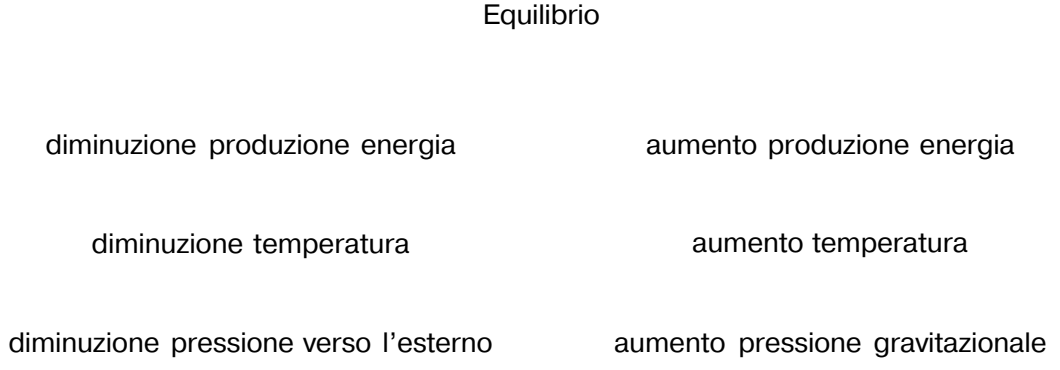


Fig. 7. Ripristino dell'equilibrio a seguito di una diminuzione nella produzione di energia.

Analogamente, se il tasso di reazioni cresce troppo, e la temperatura aumenta tanto che la pressione del gas supera la forza di gravitazione, si avra` un'espansione con conseguente raffreddamento e l'equilibrio verra` ristabilito (si scambino nella fig. 7 i termini diminuzione e aumento). Cos`ı, una stella spende la maggior parte della sua vita consumando l'idrogeno contenuto nella sua parte centrale piu` calda, producendo energia in maniera costante, grazie al suo termostato, e irraggiando nello spazio l'energia prodotta.

Tuttavia, come gli esseri umani, anche le stelle invecchiano ed evolvono in continuazione, anche mentre permangono sulla sequenza principale. E` solo questione di tempo, ossia della rapidita` con cui si producono le trasformazioni di idrogeno in elio. Le osservazioni indicano che quanto maggiore e` la massa di una stella, tanto maggiore e` la sua luminosita`. Le stelle di massa piu` piccola che si conoscano hanno massa pari a qualche centesimo della massa solare e sono quasi un milione di volte meno luminose; all'altro estremo abbiamo stelle con masse di circa cento volte quella del Sole e circa un milione di volte piu` luminose. Allora, le stelle di piccola massa dispongono di un combustibile nucleare cento volte piu` piccolo del Sole, ma lo consumano anche un milione di volte piu` lentamente. Sono stelle povere di capitale energetico, ma dispongono delle loro fonti con molta parsimonia. Percio` queste deboli stelline, chiamate anche nane rosse per il loro colore rossastro, avranno disponibilita` di idrogeno per un tempo diecimila volte piu` lungo che non il Sole (la cui disponibilita` di idrogeno, sappiamo, puo` durare circa 10 miliardi di anni).

Tavola 2. Durata della permanenza nella sequenza principale.

Massa	Luminosita`	Vita (anni)
0,1	0,0001	10.000×10^9
0,5	0,04	125×10^9
1	1	10×10^9
2	20	1×10^9
5	600	80×10^6
10	5000	20×10^6
50	1.000.000	$0,5 \times 10^6$

Alcuni esempi di nane rosse del tipo spettrale M sono Proxima Centauri, che e` anche la stella piu` vicina a noi, oppure la Barnard +40˚3561: ambedue circa diecimila volte meno splendenti del Sole. Al contrario, le stelle di grande massa come Rigel, settantacinquemila volte piu` luminosa del Sole, o Spica, quasi diecimila

volte lo splendore del Sole, pur avendo combustibile rispettivamente venti e dodici volte superiore al Sole, lo sperperano rapidamente e lo consumeranno in un tempo pari a 2,6 decimillesimi e rispettivamente 1 millesimo del corrispondente tempo solare. Ossia avranno idrogeno da "bruciare" per circa 3 milioni e per 12 milioni di anni. Tali stelle di grande massa, caratterizzate anche da un'alta temperatura superficiale (20.000-30.000 gradi) che le fanno apparire di un colore azzurrastro (e percio` chiamate anche stelle azzurre), sono sempre immerse in nubi di materia interstellare. La` dove la materia interstellare non c'e`, mancano pure le brillanti stelle azzurre. Questa e` una riprova di quanto gia` sappiamo, ossia che le stelle nascono dalle nubi di materia interstellare. Infatti le stelle di grande massa durante la loro brevissima vita (nella scala dei tempi astronomici) non hanno avuto neppure il tempo di lasciare la "culla" in cui sono nate! Nelle nubi abbondano anche stelle di piccola massa, quasi sicuramente giovani; molte altre invece si trovano nelle piu` svariate regioni della Galassia, dove sembrano assenti le nubi e per questo fatto queste stelle risultano di formazione piu` antica.

Ma torniamo a chiederci: dopo che l'idrogeno del nocciolo centrale si e` trasformato completamente in elio in circa 10 milioni di anni per le stelle piu` massicce, o dopo 10 miliardi per stelle come il Sole o ancora, fra 1000 o 10.000 miliardi di anni per le stelle di piccola massa (tempo questo ben piu` lungo dell'attuale eta` della Galassia), che cosa potra` succedere?

Morte di una stella

La fase di stabilita` della vita di una stella termina quando l'idrogeno del nucleo si e` trasformato quasi completamente in elio. Da questo momento in poi l'evoluzione della stella imbocchera` vie differenti a seconda della sua massa. Precisamente, assumendo come massa di riferimento quella solare, *MQ,* si individuano le seguenti linee evolutive:

- stelle di massa iniziale maggiore di *8MQ,* evolvono attraverso le fasi di gigante rossa, supernova, stella di neutroni:
- stelle di massa iniziale inferiore a *8MQ,* evolvono attraverso le fasi di gigante rossa, nana bianca, nana nera.

Vediamone i particolari. Con l'esaurimento dell'idrogeno nel nucleo viene a mancare la fonte d'energia che manteneva la temperatura e quindi una pressione centrale del gas sufficientemente alta da equilibrare la forza di gravitazione. Allora, la stella comincia a contrarsi. Negli strati immediatamente a contatto col nocciolo, dove l'idrogeno e` ancora presente, la contrazione fa aumentare la temperatura e l'idrogeno prende a trasformarsi in elio. Pero` cio` non e` sufficiente per raggiungere l'equilibrio. La contrazione rallenta ma non cessa; il processo continua fino a che la temperatura del nocciolo non raggiunge quei 100 milioni di gradi circa che sono sufficienti per far reagire l'elio: tre particelle alfa danno luogo ad un nucleo di carbonio, con liberazione di energia. Segue tutta una serie di vicende analoghe: l'elio si consuma, la stella si contrae e si riscalda, il carbonio dapprima inerte reagisce con un nucleo di elio e forma un nucleo di ossigeno e cos`ı via. Ad ogni esaurimento di combustibile nucleare, seguono una contrazione ed un aumento di temperatura e densita` del nocciolo. Inoltre, ad ogni contrazione delle parti interne corrispondono, per ragioni di equilibrio della stella nel suo complesso, un'espansione e raffreddamento degli strati superficiali. Si ha la cosiddetta *gigante rossa*. Questo avviene perche´, quando si innesca il bruciamento (si, si dice proprio cos`ı!) dell'elio, la produzione di energia nucleare aumenta. Difatti per restare in equilibrio la stella deve dissipare nello spazio circostante tutta l'energia prodotta nel suo interno. Di conseguenza, deve aumentare la superficie di dissipazione, e questo lo fa espandendosi. In breve, arrivera` un momento in cui il nocciolo e` costituito essenzialmente di nuclei di ferro, la temperatura ha raggiunto valori dell'ordine dei 10 miliardi di gradi e densita` dell'ordine di un miliardo di volte quella dell'acqua. In tali condizioni e in meno di un decimo di secondo, i nuclei di ferro si disintegrano in particelle *alfa* cioe` si trasformano in nuclei di elio. *Questa reazione pero`, a differenza delle precedenti svoltesi durante tutta la vita della stella, invece di produrre energia, ne assorbe.* E cio` ha l'effetto di raffreddare bruscamente il nocciolo. Al corrispondente brusco

calo della pressione, segue una caduta della materia circostante verso il centro con due conseguenze *(fase di collasso):*

- il nocciolo centrale viene compresso a densita` pari a molte migliaia di miliardi di volte la densita` dell'acqua, col risultato che elettroni e protoni vengono compattati a formare dei neutroni;
- le parti piu` esterne, compresse durante la caduta libera verso il centro, si riscaldano a molti milioni di gradi.

Ma siccome in quelle parti piu` esterne abbondano ancora nuclei in grado di dar luogo a reazioni nucleari produttrici di energia, queste si scatenano nel giro di poche decine di minuti. La stella, invece di produrre tanta energia quanta e` in grado di dissiparne dalla sua superficie sotto forma di energia raggiante, ha una tale superproduzione da provocarne l'esplosione. Da macchina produttrice di energia nucleare controllata, diventa una vera e propria bomba nucleare. E` il fenomeno delle *supernovae*. Della stella rimane una nebulosa di gas in rapida espansione e che ancora oggi si osservano la` dove mille o piu` anni fa esplosero delle supernovae: questi inviluppi di gas svaniscono in capo a poche centinaia di migliaia d'anni e il mezzo interstellare con cui la nebulosa si immedesima viene cosı arricchito di elementi chimici sintetizzati nella stella. Invece, il nocciolo che racchiude una massa circa pari a quella del Sole entro un raggio di una diecina di chilometri, e` diventato una *stella di neutroni*. Questo strano oggetto, nella sua rapida rotazione, da` luogo a emissioni con dei massimi regolari ogni volta che qualche sua zona perturbata (in genere i poli magnetici) e` diretta verso l'osservatore, e con periodi di qualche frazione di secondo. Infatti in diversi casi, immersa nella nube residuo della supernova, si osserva *una pulsar* che e` un sicuro indice per l'esistenza di una stella di neutroni.

Se poi la stella al momento del collasso possiede ancora una massa superiore a 3*M*o, l'equilibrio non viene raggiunto neanche con la materia ridotta ai soli neutroni. Allora, al diminuire del raggio del globo in contrazione, la gravita` in superficie aumenta fino a diventare tale che le velocita` di fuga uguaglia quella della luce: niente puo` piu` uscire dalla sfera avente il raggio raggiunto in quell'istante. Il corpo scompare, *restando a manifestarne la presenza solo l'azione gravitazionale*. Si e` formato un *buco nero (black hole)*. Questi fino a trent'anni fa erano solo un'astrazione matematica: ora si ha ragione di credere che possano avere una reale esistenza fisica e diversi possibili buchi neri sono stati localizzati qua e la` nel cielo. Si tratta comunque di risultati ancora opinabili e su cui non vi e` un accordo generale.

Nelle stelle di piccola massa (minore di *8MQ)* gia` dopo la prima compressione che segue l'esaurimento dell'idrogeno nel nocciolo, il gas assume uno stato particolare detto "degenere", dove gli atomi hanno perso tutti gli elettroni periferici. Il gas presente nel nucleo risulta cosı costituito da nuclei e da elettroni liberi. In tal modo la materia puo` raggiungere altissime densita` in grado di sopportare le pressioni di strati piu` esterni fino a 1,4*M*o. Sopravvenuta la degenerazione, la stella subisce varie fasi sia di squilibri interni, che vengono pero` smorzati dalla massa di gas sovrastante, sia dei mutamenti macroscopici, come un'espansione che ne dilata il raggio di un centinaio di volte il valore iniziale e ne riduce la temperatura superficiale, ottenendo quella che gia` abbiamo chiamata fase di *gigante rossa:* gigante per le sue dimensioni, rossa per la sua temperatura di 2000 o 3000 gradi, che la mostra di un colore rossastro. La densita` dell'atmosfera di questa gigante rossa e` molto bassa e l'attrazione gravitazionale del nocciolo centrale non e` sufficiente a trattenerla a lungo. Essa "evapora" lentamente nello spazio circumstellare, formando una specie di guscio attorno al nocciolo, le cui caratteristiche, alta temperatura superficiale e piccolo raggio (confrontabile con quello terrestre), ce lo fanno identificare con una classe di stelle chiamate *nane bianche*. Quest'ultime sono stabili solo se la loro massa non supera 1,4 volte la massa del Sole. D'altra parte nelle fasi di sequenza principale e di gigante rossa la gran parte della massa e` stata persa attraverso il "vento stellare" per cui la maggioranza delle stelle possiede ora, al momento del collasso, una frazione di quella iniziale pari a *1,2MQ.* Poiche´ le stelle di massa iniziale inferiore alle *8MQ* sono di gran lunga le piu` numerose, la stragrande maggioranza delle stelle e` destinata a finire quindi come una nana bianca.

Quella che crediamo essere la fase finale della vita di una stella di piccola massa e` una stella calda e piccola, di bassa luminosita`, formata da gas parzialmente o completamente degenerato e avvolta in un

inviluppo gassoso in lenta espansione che col tempo si dissipa completamente. Questi gusci, il cui gas eccitato dalla stella centrale emette le radiazioni caratteristiche degli elementi che lo compongono, sono stati chiamati *nebulose planetarie*. E` chiaro che non hanno nulla a che fare con i pianeti, ma il loro nome deriva dal fatto che, con i modesti telescopi del secolo scorso, apparivano come dischetti simili ai pianeti. Il loro spettro invece e` in tutto simile a quello delle nubi di gas interstellare, caratterizzato dalle emissioni dell'idrogeno, elio, carbonio, azoto, ossigeno, e cioe` degli elementi piu` abbondanti nell'universo. *Una nana bianca non ha piu` fonti d'energia*. Non disponendo piu` di un termostato regolatore non puo` contrarsi e riscaldarsi tanto da far entrare in gioco i potenziali combustibili nucleari di cui dispone. Tuttavia, essendo un corpo caldo, essa seguita ad irraggiare (cioe` a disperdere calore nello spazio) e quindi a raffreddarsi. Ma ci vorranno miliardi di anni perche´ si raffreddi tanto da non irraggiare piu` e da nana bianca trasformarsi in *nana nera*. Quindi, una fine ultralenta e non catastrofica com'e` invece quella delle stelle di grande massa.

Le evoluzioni appena descritte per stelle di massa diversa si possono riassumere con opportune tracce evolutive nel diagramma HR. Difatti, raggiunta la sequenza principale con l'avvio del processo di conversione dell'idrogeno in elio, la stella vi permane con piccoli spostamenti per la maggior parte della sua vita attiva. Quando l'idrogeno comincia a scarseggiare, il nocciolo trova difficolta` a sostenere il peso degli strati sovrastanti e viene leggermente compresso; la compressione lo riscalda sempre piu` finche´ comincia a bruciare l'idrogeno di un sottile strato circostante a contatto con il caldissimo nocciolo. Questo allora comincia ad ingrandirsi per l'apporto di nuovo elio prodotto in tale strato; raggiunta una massa critica (circa il 12% della massa totale della stella) avviene il collasso ed ha inizio il rapido processo di espansione degli strati esterni inerti ed il conseguente raffreddamento superficiale per cui la stella abbandona la sequenza principale e migra verso il ramo delle giganti rosse (fig. 8).

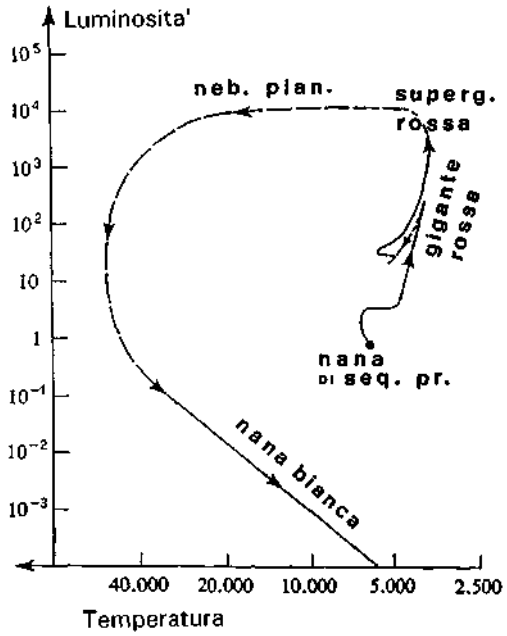


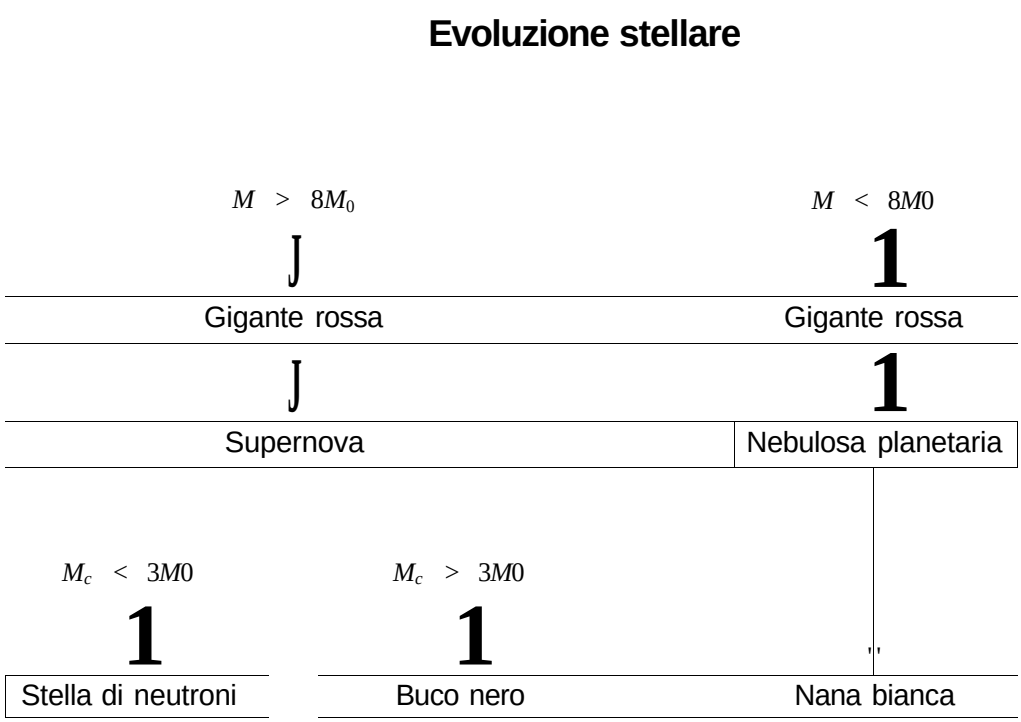
Fig. 8. Evoluzione di una nana di sequenza principale.

Qui le stelle piu` massicce finiscono per esplodere come supernovae collassando in stelle neutroniche. Le stelle di piccola massa sappiamo che da giganti o supergiganti rosse collassano in nane bianche, talune attraversando la fase di nebulosa planetaria. La traccia evolutiva nel diagramma HR in questa fase finale della vita attiva va dapprima verso sinistra e poi verso il basso fino a scendere molto al disotto della sequenza principale. Una traccia pero` tutt'altro che ben conosciuta, data l'estrema scarsezza ed incertezza delle informazioni sulla luminosita` e sulla temperatura delle stelle eccitatrici delle nebulose planetarie. Questa

fase dura comunque non piu` di un centinaio di migliaia d'anni, un attimo per i tempi di evoluzione stellare. Segue poi il lento raffreddamento di nana bianca.

Scopriamo qui un altro fondamentale significato del diagramma HR: *le configurazioni del diagramma HR non sono altro che il luogo dei punti rappresentativi delle diverse fasi evolutive*, in particolare di quelle dove le stelle permangono piu` a lungo. Le aree vuote invece corrispondono ad accoppiamenti "impossibili" di luminosita` e temperatura o a *fasi che le stelle superano molto rapidamente*.

Infine, la fig. 9 presenta in forma schematica le fasi attraversate da una stella che seguono quella di sequenza principale.



Legenda: M_0 = massa solare,
M = massa iniziale della stella,
M_c = massa al collasso della stella.

Fig. 9. Sintesi schematica dell'evoluzione stellare dopo la fase di sequenza principale.

Frequently Asked Questions
FAQ

D.01. Che cosa sono le costellazioni?

Guardando il cielo in una notte stellata e` naturale notare che in certe zone appaiono piu` stelle che in altre. Vi sono cioe` aree dove le stelle sembrano addensarsi che si alternano ad aree con poche stelle. Il nostro occhio e` portato a scoprire in questa distribuzione irregolare qualche struttura, e a ciascuno viene spontaneo individuare raggruppamenti, o *costellazioni*, allo stesso modo dei nostri antenati migliaia di anni fa: cos`ı facendo diveniamo astronomi, ordinatori, classificatori di stelle, secondo l'etimologia greca del termine.

In molti casi le configurazioni delle costellazioni sono cos`ı evidenti che ciascuno di noi attribuira` gli stessi simboli o le stesse figure individuate nel cielo dagli antichi. E` questo il modo piu` semplice per organizzare ai fini di una facile identificazione le oltre ottomila stelle visibili ad occhio nudo sull'intera sfera celeste.

Tutte le culture, tutte le societa` hanno inventato le loro costellazioni. Le figure che sono familiari a noi, figli della civilta` occidentale, furono individuate in tempi cos`ı antichi da averci fatto dimenticare le loro origini; sappiamo solo che risalgono ai popoli della Mesopotamia del 2000 a.C. e forse ancora prima. Queste figure furono adottate dagli antichi greci, che cambiarono il nome a molte di esse, e poi dai romani che conferirono la denominazione latina in uso ancora oggi. A tutto cio` si aggiunse il contributo arabo durante il Medioevo. Il cielo fin`ı cos`ı per essere popolato da uno strabiliante miscuglio di persone, animali, strumenti: quasi un riflesso della storia umana.

Quarantotto costellazioni antiche sono giunte fino a noi. Il primo a registrare formalmente i loro nomi fu il matematico greco Eudosso (403-350 a.C), e la lista assunse la sua forma definitiva circa 600 anni piu` tardi nella *Syntaxis* del grande astronomo alessandrino Tolomeo. I nomi delle costellazioni ricordavano miti, antiche storie fantastiche e onoravano dei e grandi eroi. Se pero` cerchiamo nel cielo la concordanza tra le posizioni delle stelle con cio` che si pretende rappresentino, resteremmo delusi. Difatti, questo non deve meravigliare: le costellazioni non ritraggono qualcosa o qualcuno, ma semplicemente lo simboleggiano.

Il gruppo di costellazioni piu` importante e` quello dello Zodiaco formato dalle dodici costellazioni che corrono lungo l'eclittica. Queste rappresentavano le residenze non solo di Apollo, il dio del Sole, ma anche dei pianeti, che personificavano altre divinita` dell'Olimpo come Marte, il guerriero, la fertile Venere e il sommo Giove. Alcune di queste figure sono tra le piu` conosciute dei cieli. Il Toro splende sopra le nostre teste nel tardo autunno e nell'inverno, con un occhio rosso luminoso, la stella Aldebaran, collocato all'interno della sua testa a forma di "V". Anche nei Gemelli si puo` riconoscere la coppia di guerrieri Castore e Polluce. Il Leone, con la disposizione a falce delle stelle che ne disegnano la criniera e con la brillante Regolo nel centro della figura (fig. 10). Delle costellazioni che non appartengono allo Zodiaco, senza dubbio le piu` conosciute sono le due Orse, l'Orsa Maggiore e l'Orsa Minore, che stazionano nei pressi del polo Nord celeste. Esse contengono rispettivamente il Grande e il Piccolo Carro, ciascuno disegnato da sette stelle facilmente riconoscibili nel cielo settentrionale. I Carri non sono costellazioni ma *asterismi*, cioe` parti preminenti di figure piu` grandi. All'estremita` del timone del Piccolo Carro, che non e` facile da vedere perche´ costituito da stelle piuttosto deboli, si trova la Stella Polare, o Stella del Nord: con il loro allineamento, le due stelle all'estremita` posteriore del Carro Maggiore ne indicano la posizione. Nel nostro secolo la Polare si trova a meno di 1˚ dal polo Nord celeste, e ci consente di orientarci facilmente durante la notte.

Una splendida costellazione che domina il cielo invernale e` Orione (fig. 11), il maestoso cacciatore celeste, con la rossa Betelgeuse che rappresenta la spalla destra e contrasta vividamente con la blu Rigel, il suo ginocchio sinistro. Le tre stelle allineate tra queste due formano la "cintura" dalla quale pende la "spada" formata a sua volta da tre stelline e dalla Grande Nebulosa. In basso a sinistra di Orione c'e` il maggiore dei suoi cani, appunto il Cane maggiore, con Sirio che e` la stella piu` brillante del cielo.

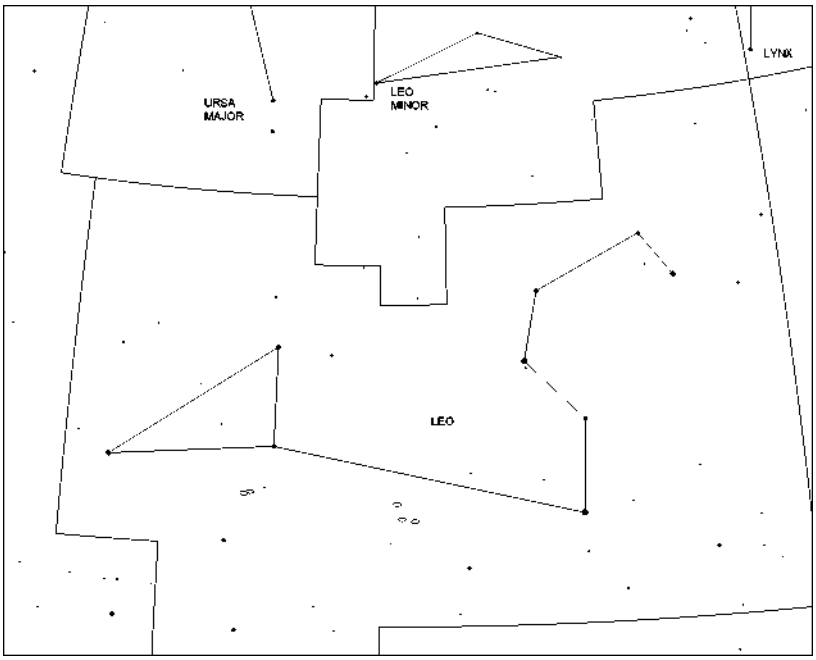


Fig. 10. Costellazione del Leone.

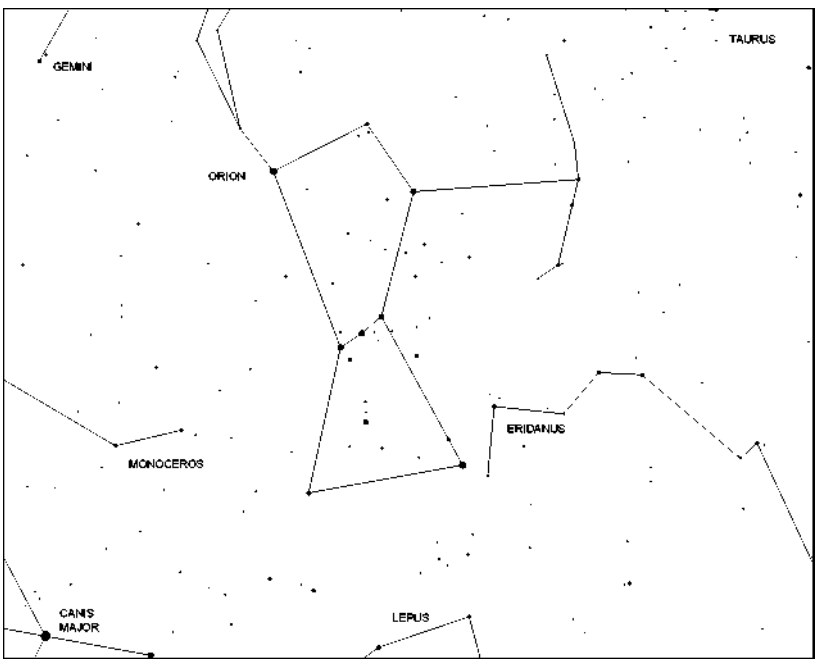


Fig. 11. Costellazione di Orione.

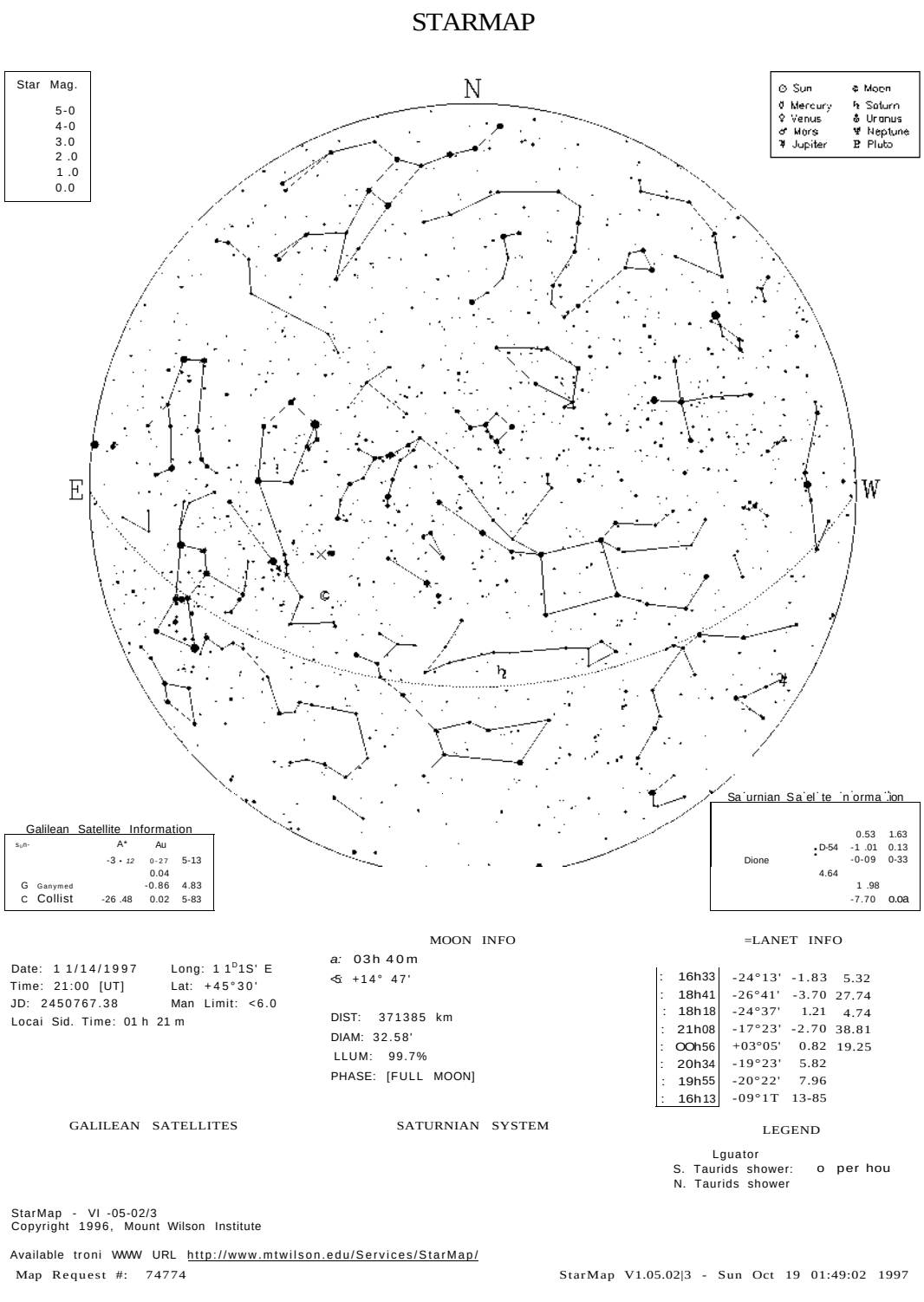


Fig. 12. Mappa stellare con evidenziate le costellazioni principali.

Le costellazioni classiche non coprono completamente il cielo. Tra le vecchie figure ci sono ampie regioni celesti con poche stelle luminose e molte deboli che i greci chiamavano *amorphotoi*, informi. Inoltre ai popoli del Mediterraneo e del Medio Oriente era nascosta la porzione della sfera celeste sotto la declinazione di 50˚ sud e le sue costellazioni restavano cos`ı senza nome. I nuovi scienziati del Rinascimento rivolsero pertanto la loro attenzione a queste parti del cielo e, con l'aiuto delle osservazioni degli esploratori del tempo, completarono la ricognizione di tutta la volta celeste. Nel corso di due secoli, tra il XVII e il XVIII, gli astronomi fecero a gara a inventare dozzine di nuove costellazioni che riflettevano i loro interessi o davano lustro alle loro scoperte. Ne segu`ı una notevole confusione cui si pose fine con la convenzione del 1922, quando l'Unione Astronomica Internazionale adotto` 50 costellazioni classiche, piu` 38 moderne, portando il totale a 88. Successivamente, per ciascuna costellazione si adottarono anche dei confini rettilinei, cos`ı da dare una precisa organizzazione ai cieli. Ciascuna costellazione e` ora identificata da una abbreviazione di tre lettere (Ari=Ariete, Tau=Toro, Leo= Leone . . . ) del nome e le stelle principali di ciascuna costellazione si indicano con una lettera greca grosso modo in ordine di luminosita`, seguita dalla forma genitiva del nome della costellazione: cos`ı Betelgeuse e` anche "alfa di Orione" o "alfa Orionis".

Infine la figura 12 presenta una mappa stellare dell'intero cielo visibile alle ore 21 UT (tempo di Greenwich) del 14 novembre 1997 da . . . Cavazzale, con evidenziate le linee delle principali costellazioni.

D.02. Quali sono le stelle piu` grandi e quelle piu` piccole?

La stella piu` luminosa entro 10 anni luce e` Sirio.
La stella piu` luminosa entro 20 anni luce e` Sirio.
La stella piu` luminosa entro 30 anni luce e` Vega.
La stella piu` luminosa entro 40 anni luce e` Arturo.
La stella piu` luminosa entro 50 anni luce e` Arturo.
La stella piu` luminosa entro 60 anni luce e` Aldebaran (se la stima della sua distanza e` corretta: altrimenti e` Arturo).
La stella piu` luminosa entro 70 anni luce e` Aldebaran.
La stella piu` luminosa entro 80 anni luce e` ancora Aldebaran.
La stella piu` luminosa entro 70 anni luce e` ancora. . . Aldebaran.
La stella piu` luminosa entro 1000 anni luce e` Rigel (se la stima della sua distanza e` corretta).
La stella piu` luminosa entro 2000 anni luce e` Deneb o Rigel.
La stella piu` luminosa nella nostra galassia e` Cygnus OB2 numero 12 che possiede una magnitudine assoluta di circa -10.

La stella piu` debole entro 12 anni luce e` Giglas 51-15 con magnitudine assoluta 16,99 e tipo spettrale M6,5.

D.03. Qual'e` la frazione di stelle che fanno parte di sistemi multipli?

Il 57% delle stelle con caratteristiche vicine a quelle del nostro Sole (tipi spettrali F e G) comprendono due o piu` stelle. Se si considerano invece le piu` fredde stelle del tipo M (le M–nane), si trova che circa il 42% di esse fa parte di un sistema binario.

D.04. Ci sono stelle vicine che potranno diventare supernovae?

Ovvii candidati a diventare supernovae sono la *alfa Orionis* (Betelgeuse, tipo M1-2), *alfa Scorpii* (Antares, M1.5) e *alfa Herculis* (Rasalgethi, M5). Le prime due hanno una distanza di 400 anni luce, la terza di 600.

D.05. Che cosa puo` succedere alla Terra se una stella vicina esplode come supernova?

Secondo alcuni autori l'esplosione di una supernova entro 10 parsec rappresenterebbe un serio pericolo per la vita sulla Terra. In particolare la Terra sarebbe investita da un flusso di radiazione X e gamma altamente energetica tale da compromettere le possibilita` di vita. A cio` si aggiungerebbe pure un flusso di particelle di alta energia ma gli effetti di tale "vento stellare" sugli organismi biologici sono ancora poco conosciuti.

D.06. Le stelle diverse dal Sole possiedono dei pianeti?

La risposta e` positiva. La ricerca in quest'area e` molto attiva e gli astronomi dal 1992 hanno scoperto l'esistenza di pianeti attorno a due pulsar (PSR 1257+12 e 0329+54) e ad una mezza dozzina di stelle di sequenza principale.

D.07. Che cos'e` una pulsar?

Una pulsar e` quello che rimane del collasso di una stella di grande massa, dopo che questa e` esplosa come supernova. Consiste in un corpo molto piccolo del diametro di 10–20 km e massa circa 1,4 volte la massa del Sole. Ne segue una densita` risultante di circa $10^6$ tonnellate/$cm^3$, un milione di volte maggiore di una nana bianca. Se si potesse comprimere la Terra per farle raggiungere questa densita`, le sue dimensioni sarebbero quelle di uno stadio di calcio! La ragione di tale densita` sta nel fatto che la materia non appare piu` costituita da atomi e quindi elementi formati da un nucleo di protoni e neutroni circondato da una nube di elettroni. Ora, un atomo normale e` costituito soprattutto da spazio vuoto in quanto solo una parte su $10^{15}$ del suo volume e` occupata dai protoni e neutroni del nucleo. In una pulsar invece, la materia e` costituita dai costituenti del nucleo (protoni e neutroni) e non presenta piu` la nube di elettroni attorno al nucleo. Cos`ı la densita` puo` raggiungere i valori tipici presenti nel solo nucleo atomico.

Una pulsar ruota velocemente attorno ad un asse e la rapidita` di questa rotazione e` dovuta allo stesso motivo che permette ad una ballerina che sta eseguendo una piroetta sul ghiaccio, di aumentare la propria velocita` di rotazione semplicemente ritraendo le braccia. Man mano che il raggio della stella che collassa dopo l'esplosione della supernova diminuisce, la velocita` di rotazione deve necessariamente aumentare. In modo analogo, anche il campo magnetico della stella collassa insieme alla materia, e la compressione delle linee di forza porta la sua intensita` a un valore pari a circa 100 miliardi di volte quello del campo magnetico terrestre.

L'asse del campo magnetico di una pulsar, come del resto quello del nostro pianeta, in genere e` inclinato rispetto all'asse di rotazione e percio` gli ruota attorno. Per questo motivo si crea un intenso fascio di radiazione che ruota con la stella, comportandosi come il fascio di un faro. Se per caso la Terra si trova nella direzione del fascio, la radiazione che viene rilevata sara` pulsata, cioe` presentera` degli impulsi che si ripeteranno periodicamente. Date le piccole dimensioni gli impulsi si ripresentano ad intervalli che vanno da qualche secondo a qualche millesimo di secondo. Questo fatto sta all'origine del termine *pulsar* che deriva dalla contrazione di *pulsating star*, cioe` stella pulsante.

La piu` famosa pulsar e` quella al centro della Nebulosa del Granchio, resto della supernova osservata nel 1054.

Seconda stella a destra, questo e`il cammino
e poi dritto fino al mattino
poi la strada la trovi da te
porta all'isola che non c'e`.

Edoardo Bennato

Biblioteca comunale di Monticello Conte Otto

Corso di Astronomia

Lezione 3: le GALASSIE

La scorsa lezione abbiamo discusso delle stelle, della loro nascita e della loro evoluzione, fino a descrivere i possibili scenari della loro fine che, se talvolta si accompagna ad un lento e graduale spegnimento, altre volte si consuma in poche ore con la quasi totale annichilazione del globo originario. La prospettiva mirava ancora all'analisi delle singole stelle, dei fenomeni ad esse connessi, della loro struttura interna, e anche quando si e` allargato lo studio al diagramma HR cio` si giustificava in quanto si voleva riassumere la storia individuale delle stelle.

In questo terzo incontro invece amplieremo di molto la prospettiva cos`ı da fare un altro significativo passo nella comprensione delle diverse strutture che l'universo ci propone. Detto in altro modo, questa sera vogliamo allontanarci dalle singole stelle e assumere una visuale piu` ampia: sara` come passare da un'osservazione di tipo microscopico dell'"organismo universo" ad un punto di vista macroscopico, il solo che puo` fornire la chiave corretta per collocare quei nuovi elementi celesti che sono le galassie.
In particolare si intende presentare:

- la Via Lattea,
- le forme piu` comuni delle galassie,
- le particolarita` dei nuclei galattici,

e come nei precedenti incontri, concluderemo l'esposizione accennando alle moderne interpretazioni della formazione ed evoluzione delle galassie.

La Galassia

Se in una limpida serata estiva senza Luna diamo uno sguardo al cielo possiamo vedere come questo sia solcato da una fascia piu` chiara che fa da sfondo alle altre stelle piu` luminose. E` la *Via Lattea*. Galileo, che per primo la osservo` con il cannocchiale, si accorse immediatamente che la debole luce caratteristica della Via Lattea non era altro che il risultato del contributo di cos`ı tante stelle che risultava impossibile contarle.* Lo studio di quella classe di oggetti che si indicavano col vecchio termine di nebulose spirali e l'osservazione in questi sistemi di stelle con caratteristiche simili a quelle vicine al Sole, permise nel secondo decennio del nostro secolo di stabilire definitivamente che *la Via Lattea, il nostro Sole, e tutte le stelle visibili nel cielo notturno* fanno parte di una vasta aggregazione di stelle chiamata *Galassia*. A loro volta, data la loro distanza, le nebulose spirali da allora dette *galassie* non erano altro che raggruppamenti di stelle analoghi alla nostra Galassia (con la G maiuscola per distinguerla quindi dalle altre).

Oggi e` un fatto acquisito che la Galassia ha la forma di un disco molto schiacciato che definisce un piano, l'*equatore galattico,* il cui diametro e` di almeno 100.000 anni luce mentre lo spessore, la` dove si trova il Sole, a circa 27.000 anni luce dal centro, non supera i 1000 anni luce: al centro, il rigonfiamento galattico, raggiunge i 15.000 anni luce. Vista di taglio la Galassia ricorda un fuso mentre vista di fronte ci apparirebbe come un'enorme ruota, dal centro della quale partono almeno due paia di bracci spirale (figg. 1 e 2).

* Gia` pertanto con un piccolo telescopio o un buon binocolo si pu`o risolvere la Via Lattea nelle stelle individuali.

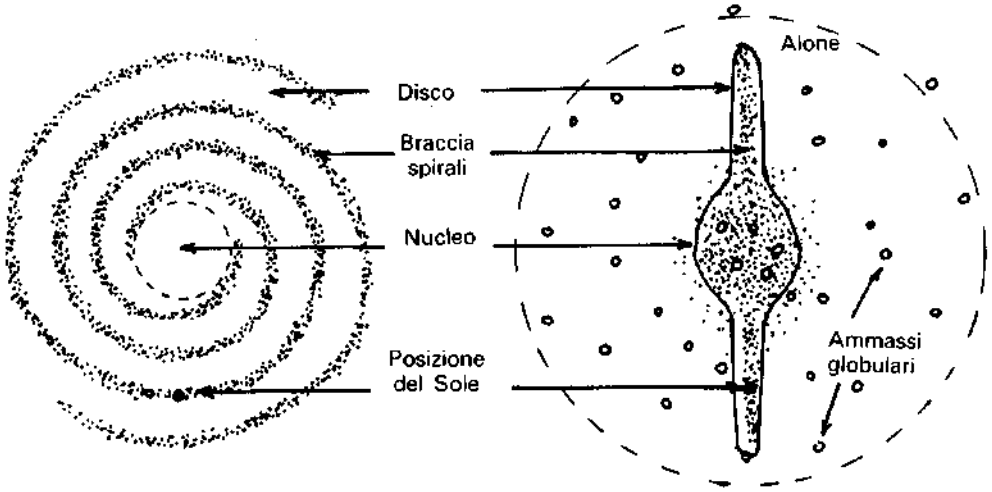


Fig. 1. Schema della Galassia come apparirebbe se vista di profilo e di fronte.

`

E per questa forma a disco che la distribuzione delle stelle nello spazio non risulta omogenea per cui quando la nostra visuale e` diretta lungo il piano del disco si vede un gran numero di stelle, ovvero la Via Lattea. Quando invece si guarda in direzione normale al disco, appaiono nella nostra linea visuale molte meno stelle. Cos`ı la Via Lattea e` la Galassia stessa, e la debole banda luminosa segna il piano del disco galattico.

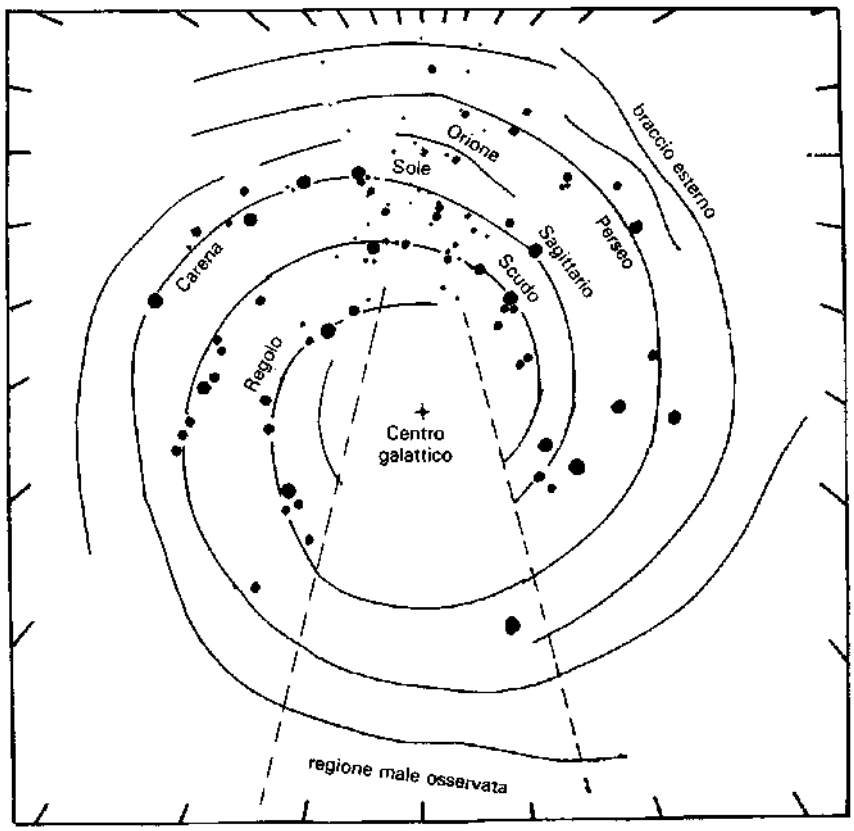


Fig. 2. Struttura spirale della Galassia come dedotta dall'osservazione radio.

La struttura a spirale del disco e` immersa in una tenue nube di stelle e di ammassi di stelle, di forma sferica, chiamata *alone galattico*.

Ammassi globulari

Gli ammassi di stelle, detti per la loro forma *ammassi globulari*, sono grandi famiglie di stelle, addensate le une vicino alle altre a formare una sfera luminosa. Le singole stelle sono visibili solo verso la periferia dell'ammasso, mentre nella parte centrale e` impossibile distinguerle separate. Ogni ammasso puo` contenere da centomila ad anche un milione di stelle. Si conoscono piu` di centocinquanta ammassi, ma e` probabile che il numero sia maggiore in quanto molti di essi potrebbero essere nascosti dalle polveri che ostacolano la visuale in direzione del centro galattico. Poiche´ il diametro di un ammasso globulare e` dell'ordine di un centinaio di anni luce, la distanza media di una stella dall'altra puo` variare fra mezzo e due anni luce circa. Nei dintorni del Sole la distanza media e` almeno dieci volte piu` grande, e quindi la densita` di stelle in un dato volume e` mille volte piu` piccola. Un ipotetico abitante di un pianeta in orbita attorno ad una stella in un ammasso globulare disporrebbe ogni notte di un cielo fittamente cosparso di stelle, come se la Via Lattea si fosse allargata a coprire tutta la volta celeste!

Gli ammassi globulari piu` brillanti sono quelli di *Omega Centauri* e *47 Tucanae*, entrambi nell'emisfero australe; nell'emisfero boreale, il miglior esemplare e` *M 13*, nella costellazione di Ercole. Visti a occhio nudo o con un piccolo binocolo, questi oggetti appaiono come macchie di luce debolmente splendenti. Con un telescopio di modeste dimensioni si cominciano a risolvere alcune giganti rosse, che danno all'ammasso un aspetto picchiettato. Come vedremo successivamente, si ritiene che gli ammassi globulari si siano formati agli inizi della storia della Galassia. Difatti essi contengono alcune delle piu` antiche stelle conosciute, vecchie di 12 miliardi di anni, piu` di due volte l'eta` del Sole.

Le osservazioni da satelliti per raggi X hanno scoperto negli ammassi numerose sorgenti di tali radiazioni: probabilmente stelle di neutroni appartenenti a sistemi binari, e anche numerose pulsar con periodi di qualche millesimo di secondo. Queste sorgenti appaiono, ma la ragione non e` ancora conosciuta, molto piu` numerose che non nel resto della Galassia.

Polveri

Sul disco, oltre alle stelle, abbonda la materia interstellare, composta di gas e minuscole particelle solide, le *polveri*, sia diffusa uniformemente, sia addensata in nubi piu` o meno estese. La polvere consiste di minuscole particelle solide, agglomerati di molecole formati dagli elementi piu` abbondanti: ghiaccioli con impurita` di composti ferrosi, silicati, grafite, tutti con dimensioni inferiori al micron (cioe` al millesimo di millimetro, 10^{-6} metri). È il cosiddetto *mezzo interstellare*. Vista di profilo, la Galassia presenterebbe una striscia luminosa tagliata a meta` da una fascia oscura: la luce delle stelle addensate sul disco e` infatti assorbita dalle polveri che sono ancora piu` strettamente concentrate sul disco.

Ammassi aperti

Famiglie di stelle o ammassi si trovano pure sul disco. A differenza di quelli globulari, essi sono pero` molto meno fittamente popolati. I loro membri possono essere qualche decina o anche parecchie centinaia, ma sempre molto al di sotto delle centomila o un milione di stelle degli ammassi globulari. Inoltre le stelle sono molto meno addensate (e percio` sono chiamati *ammassi aperti*), la loro appartenenza all'ammasso e` spesso incerta e indicata dal fatto che i membri dell'ammasso possiedono moti comuni cioe` si muovono nello spazio nella medesima direzione e con velocita` che sono circa le stesse.

Popolazioni di stelle

Le stelle nella Galassia sono quindi distribuite in modo abbastanza poco omogeneo. Comunque grazie a diverse tecniche, misura dei movimenti propri, delle velocita`, delle distanze, e` possibile distinguere varie *popolazioni* di stelle che, oltre a criteri puramente geometrici (appartenenza al disco o all'alone) si differenziano anche per particolarita` fisiche. Gli astronomi usano chiamare *popolazione I* quella caratteristica del disco galattico, *popolazione II* quella tipica dell'alone e degli ammassi globulari. Si deve comunque notare che due regioni della Galassia sono parzialmente escluse da questa classificazione: le stelle ai confini esterni della Galassia e lo stesso centro della Galassia. Questa e` una regione un po' a parte dove le stelle che

vi si trovano sono avvolte da una importante nube di polvere e di molecole, di massa 10^7 volte la massa del Sole: questa massa e` in espansione veloce (qualche migliaio di km al secondo) ed e` senza dubbio la parte piu` attiva della Galassia. Se si considera la natura fisica delle stelle delle varie popolazioni, ci si accorge che le stelle del disco sono molto piu` ricche in metalli delle stelle dello stesso tipo dell'alone galattico e degli ammassi globulari.

Rotazione

L'analisi dei moti stellari permette di dedurre le caratteristiche generali del movimento d'insieme della Galassia. Questa e` in rotazione: il Sole, a circa due terzi dal centro galattico, vi gira attorno con velocita` dell'ordine di 200 km/s. La Galassia non gira come un corpo solido poiche´ la rotazione delle regioni piu` vicine al centro e` nettamente piu` veloce di quella delle regioni periferiche. In base a cio` si puo` risalire alla massa complessiva della Galassia e si trova una massa di $2 \times 10^{11}$ masse solari e cioe` 200 miliardi di volte la massa del Sole. Ora, poiche´ il conteggio delle stelle e dei materiali interstellari permette di ottenere soltanto un quarto di tale valore, sembra che una parte importante della massa galattica sia inosservabile. In effetti solo da pochi anni si e` trovata l'evidenza che nell'alone vi e` una gran quantita` di materia che non emette ne´ luce ne´ altre radiazioni elettromagnetiche, ma che comunque si fa sentire per la sua azione gravitazionale sulla legge di rotazione delle stelle e del mezzo interstellare. Ma quale sia la natura di questa materia e` ancora un problema aperto.

Le galassie

La nostra Galassia e` popolata da almeno 300 miliardi di stelle, ma l'universo di cui fa parte contiene miliardi di galassie. Solo tre di queste sono visibili ad occhio nudo, la Grande e la Piccola Nube di Magellano visibili dall'emisfero meridionale e la galassia di Andromeda, una debole macchia sfumata visibile nel cielo autunnale. Tutte le altre galassie sono oggetti telescopici. Alcune sono galassie nane, composte da meno di un miliardo di stelle, altre sono giganti, dieci volte piu` ricche di stelle della nostra. Alcune hanno una forma sferica o ellittica, le stelle sono fittamente addensate verso il centro e non si nota traccia di polveri e gas interstellari. Somigliano a dei giganteschi ammassi globulari. Altre hanno un nucleo centrale da cui si snodano due o piu` bracci spirale e la maggior parte delle stelle e del mezzo interstellare giace su un disco molto sottile rispetto al suo diametro. Ve ne sono altre che hanno il nucleo traversato da una specie di barra dalle cui estremita` si staccano le braccia spirali, altre ancora hanno una forma completamente irregolare.

Le dimensioni delle galassie possono variare da 10.000 anni luce a 200.000 o piu` anni luce, ma tutte sono separate fra loro da distanze che si contano a milioni di anni luce. Di qui il nome che fu dato loro negli anni '20 di "universi isole". Alla fine del 1990, e` stata annunciata la scoperta di una galassia dalle dimensioni eccezionali con un diametro di quasi sessanta volte quello della Via Lattea. È probabile che, trovandosi al centro di un ammasso di galassie (noto come Abell 2029) sia andata gradualmente aggregando delle galassie minori orbitanti attorno al centro dell'ammasso, raggiungendo cosı dimensioni tanto eccezionali.

Notiamo dunque che, come le stelle di una galassia sono raggruppate in ammassi cosı, a loro volta, le galassie sono raggruppate in ammassi piu` o meno grandi. L'universo contiene quindi una *serie di strutture* che vanno dalle piu` piccole, le stelle coi loro eventuali cortei di pianeti, separate le une dalle altre da distanze che in media sono pari a 100 milioni di volte il loro diametro medio, alle strutture piu` grandi, gli ammassi di galassie, i cui diametri sono pari a decine di milioni di anni luce e separati tra loro da distanze dieci volte maggiori. E forse anche gli ammassi fanno parte di ammassi di ammassi, i quali invece quasi si toccano, cosicche´ e` molto difficile dire dove cominci l'uno e termini l'altro. Questa serie di strutture gerarchiche deve avere a che fare con i processi di formazione di questi agglomerati di materia da un universo primordiale, originariamente uniforme. Ma come cio` possa essere avvenuto e` ancora uno dei maggiori problemi dell'astrofisica e della cosmologia. Su questo punto torneremo comunque parlando dell'evoluzione galattica.

Le forme

Chiunque cerchi di capire le galassie le deve prima classificare, e il modo piu` ovvio per fare cio` e` di basarsi sul loro aspetto. Si assume percio` che galassie di aspetto simile siano simili anche sotto altri punti di vista: dimensioni, luminosita` totale, contenuto di stelle, e storia evolutiva. Cio` e` evidentemente una approssimazione ma fornisce almeno un accettabile punto di partenza.

La classificazione piu` corrente, ancora attuale, resta quella di Edwin Hubble fatta negli anni '20, che distingueva tre gruppi principali di galassie (fig. 3): le *spirali* (*Sa*, *Sb*,. . . ), le *ellittiche* (*E*0, *E*1, . . . ) e le *spirali barrate* (*SBa*, *SBc*, . . . ). Vi e` poi un'altra classe di galassie, generalmente molto estese e di grande massa con un corpo centrale ellittico, ma circondate da un esteso disco di stelle e materia interstellare, senza alcuna struttura spirale che costituisce la transizione tra le forme ellittiche e spirali: sono le cosiddette galassie *lenticolari* o *S0*. Infine le galassie *irregolari* non rientrano, per definizione, in alcuna classificazione.

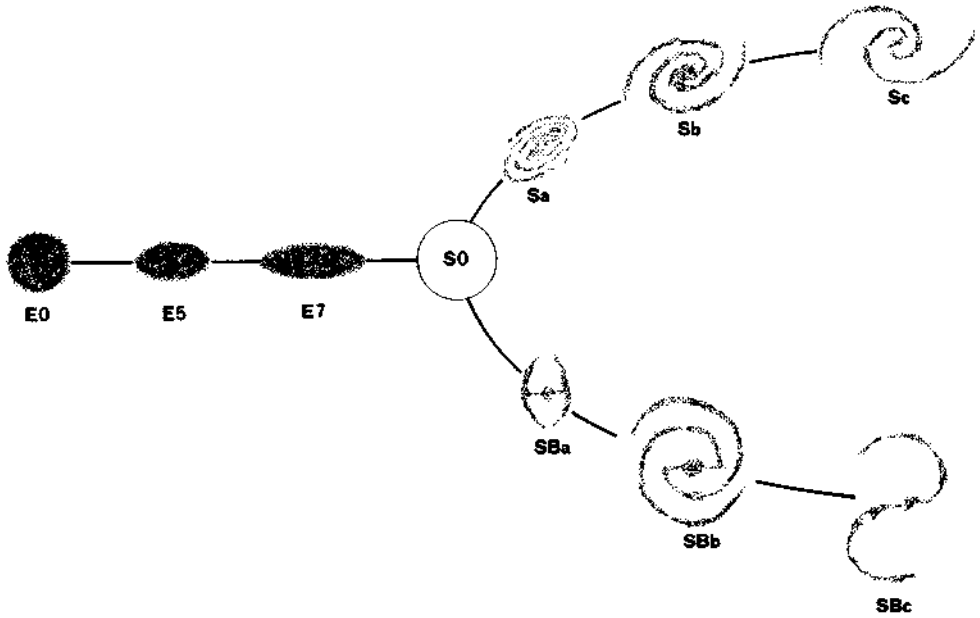


Fig. 3. La classificazione di Hubble delle forme delle galassie.

A questa classificazione, puramente morfologica, se ne sono aggiunte delle altre basate sulla luminosita` o su altri parametri fisici: oggi comunque si parla di galassie normali e di radiogalassie, di galassie con nuclei attivi, di quasar, di BL Lacertae,. . . . Senza entrare nei particolari presentiamo solo una breve descrizione delle forme piu` comuni.

Galassie ellittiche

Benche´ le galassie spirali siano le piu` conosciute e in qualche modo piu` familiari delle *ellittiche* (quante volte abbiamo ammirato le loro splendide foto in qualche libro o rivista?), sono queste ultime le piu` numerose. Le piu` importanti hanno massa di 10.000 miliardi di volte la massa solare (o $10^{13} M_0$) e un diametro di 300.000 anni luce. Ancora piu` comuni sono le galassie ellittiche *nane*, che hanno una massa di soli $10^6$, $10^7 M_0$ e un diametro di 5000, 6000 anni luce. Le galassie ellittiche *E7*, classificate vicino alle lenticolari hanno aspetto molto allungato, mentre l'aspetto diventa progressivamente piu` sferico verso le *E0*. Si noti comunque che l'appiattimento puo` essere solo un fenomeno apparente: difatti una galassia appiattita, se vista in qualche modo di fronte, avra` spesso l'aspetto di una galassia sferica.

Galassie a spirale

Le galassie a spirale hanno un aspetto molto simile a quello della nostra Via Lattea e sono sovente piu` luminose delle ellittiche. La galassia Messier 51, una famosa spirale, mostra una spirale un po' piu` aperta

della nostra ma l'aspetto complessivo e` simile. Come le braccia della nostra galassia, le braccia della spirale di Messier 51 contengono una grande quantita` di gas, polvere e stelle giovani. In generale le braccia possono srotolarsi con un angolo di apertura piu` o meno grande. Le dimensioni corrispondono a diametri da 30.000 ai 100.000 anni luce, con masse fra 10^9 e 10^{11} masse solari.

Un terzo delle galassie spirali ha strutture abbastanza curiose; invece di svolgersi a partire dalle regioni centrali, le braccia sfuggono a partire da una specie di barra, pressoche´ ad angolo retto da questa. Sono appunto le *spirali barrate*.

Il nucleo

Nelle galassie esterne simili alla nostra, il centro galattico e` immerso in un nucleo centrale ricco di stelle e materia interstellare. In molte galassie questi nuclei sono detti "attivi", ossia contengono delle sorgenti di piccole dimensioni ed estremamente energetiche. Ma cosa ci sia al centro della nostra Galassia e` ancora un mistero sebbene qualche indizio aiuta ad avvicinarci alla realta`. Scopriremo che le galassie non si limitano a produrre solo luce stellare ma contengono, nel loro nucleo, oggetti che producono anche altri tipi di radiazione, spesso molto piu` importanti che la radiazione visibile.

La distesa di polveri addensata sul piano della Galassia impedisce alla nostra visuale di estendersi oltre una decina di migliaia di anni luce. Cos`ı le osservazioni ottiche non possono dirci che cosa ci sia al centro della Galassia. Infatti l'effetto delle polveri e` tale che, su 100 miliardi di fotoni ottici* provenienti dalle regioni centrali, solo uno riesce a raggiungere i telescopi. Oggi pero` e` possibile studiare questa regione in maniera abbastanza approfondita grazie a recenti scoperte e sviluppi tecnologici, soprattutto al miglioramento delle tecniche di analisi delle onde radio e della radiazione infrarossa e ai satelliti, che hanno permesso di rilevare i raggi X di alta energia e i raggi gamma provenienti dal centro galattico.

Tutte queste forme di radiazione – le onde radio, i raggi infrarossi, i raggi X e i raggi gamma – sono affini alla luce visibile: si tratta sempre di radiazioni elettromagnetiche, diverse solo per la lunghezza d'onda e contenuto di energia. A differenza della luce visibile pero`, queste forme di radiazione riescono ad attraversare con relativa facilita` le nubi di polvere interstellare e quindi offrono una "finestra" di osservazione sulla struttura e sulla dinamica del centro galattico. Ciascuna regione delle spettro elettromagnetico permette di esaminare aspetti fisici diversi dell'ambiente del centro galattico: i raggi X, per esempio, vengono emessi da gas molto caldi, mentre gran parte della radiazione infrarossa e` prodotta da granuli di polvere interstellare e da gas piu` freddi.

Misure abbastanza precise dell'intensita` delle emissioni radio nella regione piu` interna della Galassia (in un raggio di 10 anni luce dal centro) mostrano che gran parte della materia che vi si trova e` disposta in getti e archi, interpretabili come il risultato dell'espulsione di materia dal centro o della sua caduta da un'orbita piu` esterna. Un oggetto molto piccolo situato quasi esattamente al centro della Galassia, *Sagittarius A* (abbreviato *Sgr A*), appare come una radiosorgente particolarmente intensa. Le sue dimensioni, la sua intensita` e la relativa costanza della sua emissione ne fanno un caso unico tra le sorgenti galattiche conosciute. *Sgr A* e` circondato da un involucro di nubi molecolari che formano una specie di cavita` attorno ad esso. Al gas molecolare (prevalentemente di acido cianidrico, HCN) sono mescolati carbonio e ossigeno allo stato atomico, in parte eccitati dalla radiazione ultravioletta. Questa struttura ruota attorno al centro galattico alla velocita` di 110 km/s e che il gas che la costituisce e` caldo. Tutta questa regione centrale e` stata evidentemente sede di una perturbazione violenta avvenuta in tempi relativamente recenti come, per ipotesi, una violenta emissione di energia dal centro o una caduta di materia dall'esterno.

A scala piu` ampia, le misurazioni sull'addensamento di stelle nella regione centrale dimostrano che la densita` di queste e` piuttosto alta e cresce avvicinandosi al centro. In queste condizioni la distanza media tra

* Il fotone `e la particella che costituisce la luce. La luce per molti aspetti si comporta come un'onda e quindi la si individua anche con il termine di *radiazione luminosa*: in altri fenomeni fisici dove prevalgono i comportamenti tipici delle particelle la si identifica con il *fotone*.

le stelle e` forse un trecentesimo di quella fra il Sole e la stella piu` vicina e quindi, a seguito delle notevoli influenze gravitazionali, queste dovrebbero possedere una velocita` di rotazione attorno al centro abbastanza simile. Al contrario la velocita` delle stelle e del gas cresce in maniera assai rapida procedendo verso il centro esatto della Galassia. In base a modelli teorici, la distribuzione di queste velocita` e` quella che si avrebbe se la regione compresa entro uno o due anni luce dal centro contenesse una massa pari a tre o quattro milioni di volte quella del Sole, *un valore notevolmente superiore a quello prevedibile ammettendo che in essa si trovino solo stelle*. Ad un analogo risultato si giunge se si calcola, in base alla quantita` di materia che sta cadendo verso il centro, quanta massa debba esservi accumulata.

Tutto cio` fa quindi sorgere un problema e cioe` come abbia potuto una massa cos`ı grande accumularsi in una regione relativamente piccola mantenendosi invisibile. La risposta piu` ovvia e` ammettere che abbia formato un buco nero. In effetti questa sembra l'ipotesi piu` probabile: in base alle conoscenze attuali, l'unico oggetto capace di esercitare l'attrazione gravitazionale osservata pur mantenendosi invisibile e` un buco nero di circa tre milioni di masse solari. Nonostante l'entita` della massa, questo buco nero potrebbe essere molto piccolo: il "raggio" di un tale buco nero non supererebbe quello del Sole. Si tratterebbe quindi di un oggetto poco appariscente, una sorta di ago nel pagliaio del brulichio di stelle in prossimita` del centro galattico. La sorgente *Sgr A* compatta e assai intensa, sembra quindi un valido candidato al ruolo di buco nero.

L'evoluzione

Se la formazione, evoluzione e fine delle stelle e` ben compresa, anche nei dettagli, lo stesso non si puo` dire delle galassie. E che sia cos`ı lo si puo` capire facilmente. Prima di tutto, le galassie sono tanto lontane che solo con gli strumenti piu` potenti se ne possono studiare le caratteristiche. La stragrande maggioranza ci appare infatti come una macchiolina indistinta, in cui non e` possibile distinguere le singole stelle. In aggiunta, sappiamo che le stelle non son altro che delle sfere gassose, e il gas e` lo stato fisico piu` semplice in cui si trova la materia. Praticamente, la massa della stella e` quella che determina tutta la sua vita.

Le galassie al contrario, sono organismi complessi, formati da miliardi di stelle, da polveri e gas interstellari e percorsi da campi magnetici. La diversita` delle galassie e` grandissima e la loro classificazione dipende da parametri tanto numerosi che si fatica a tracciare diagrammi con significato evolutivo cos`ı semplice come nel caso del diagramma HR per le stelle.

In una galassia come la nostra sono comunque numerosi i segni, in qualche modo "fossili", di un'evoluzione passata. Le differenze sistematiche di abbondanza fra le stelle dell'alone e quelle del disco (queste ultime contenenti da cento a mille volte piu` elementi pesanti delle stelle dell'alone) sono evidenti segni di una diversa storia evolutiva. Anche la distribuzione quasi sferica degli ammassi globulari e delle stelle dell'alone, si deve considerare come risultante da questa evoluzione, proprio come la distribuzione molto appiattita delle stelle di popolazione I del disco.

L'alone si sarebbe formato molto tempo fa, miliardi di anni, per cui la popolazione stellare che lo forma avrebbe la stessa eta` della Galassia; nell'alone mancano difatti le polveri e il gas e percio` nessun'altra stella potra` formarsi. Nel piano galattico invece le stelle si formano continuamente, specie nei bracci spirale, e l`ı convivono stelle vecchie e stelle giovanissime. Questa diversa eta` che caratterizza le due popolazioni e` spiegata pensando al modo in cui puo` essersi formata la Galassia. Vediamone i tratti principali (pagina successiva, fig. 4).

Probabilmente la Galassia nasce sotto forma di una *nube protogalattica* grossolanamente sferica e ruotante costituita essenzialmente da addensamenti di idrogeno ed elio. Quando l'azione gravitazionale di questi addensamenti supera la tendenza all'espansione, la nube comincia a collassare. Raggiunta una certa densita` cominciano a formarsi le stelle: cos`ı gli ammassi e le stelle (dell'alone) che via via si formano in questa fase mantengono la distribuzione spaziale posseduta dalla protogalassia al momento in cui si sono formati. Essi avranno dunque distribuzioni ellittiche sempre piu` schiacciate via via che la protogalassia si appiattisce. In effetti gli ammassi globulari che noi osserviamo hanno mantenuto la distribuzione spaziale tipica della protogalassia e cio` e` stato possibile in quanto le distanze che li separano uno dall'altro sono tanto grandi rispetto al loro diametro, che nessuna interazione di tipo gravitazionale puo` essere fra loro possibile.

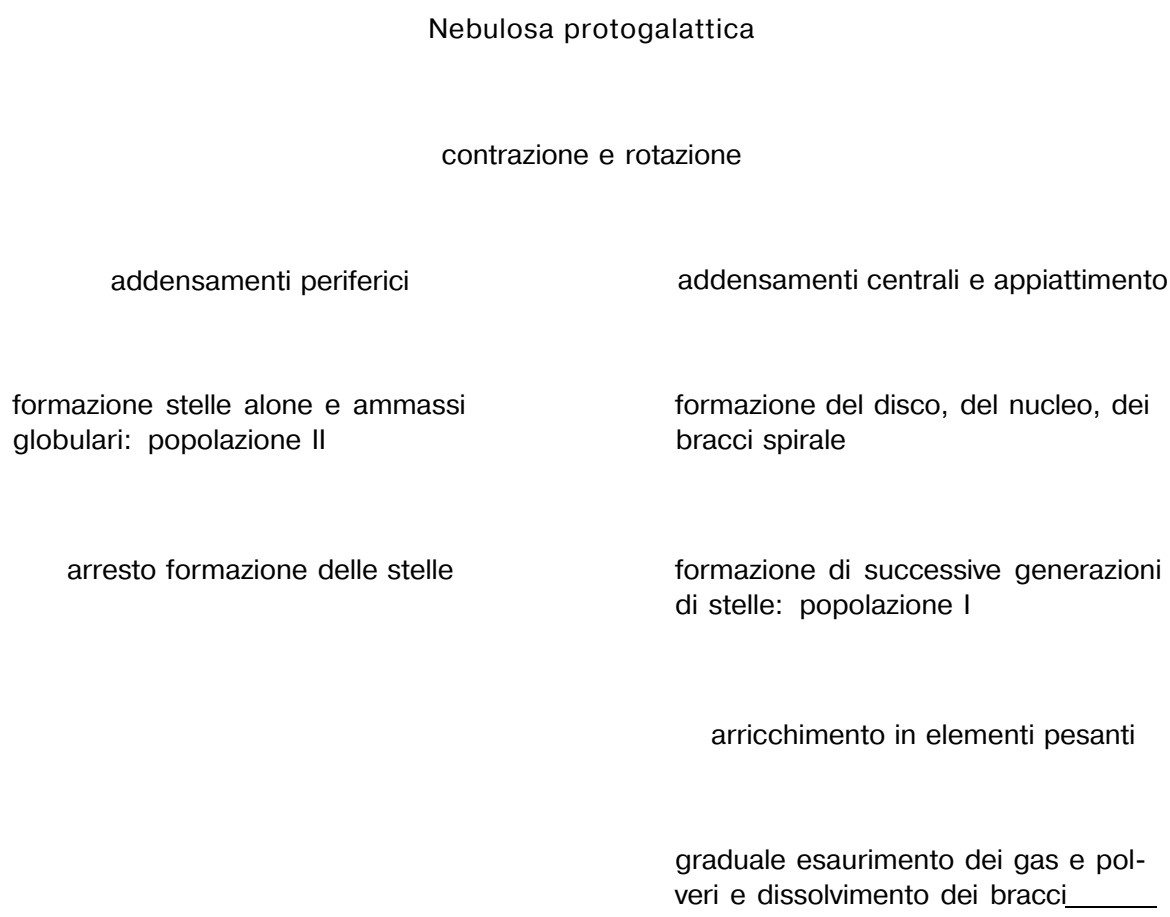

Nebulosa protogalattica
contrazione e rotazione
addensamenti periferici
addensamenti centrali e appiattimento
formazione stelle alone e ammassi globulari: popolazione II
formazione del disco, del nucleo, dei bracci spirale
arresto formazione delle stelle
formazione di successive generazioni di stelle: popolazione I
arricchimento in elementi pesanti
graduale esaurimento dei gas e polveri e dissolvimento dei bracci

Fig. 4. Sintesi schematica dell'evoluzione di una galassia spirale.

Le masse gassose restanti, che ruotano attorno al centro galattico, entrano gradualmente in collisione cosicche´ la nube va appiattendosi per effetto della rotazione e il gas finisce per disporsi in un disco rotante. A questo punto tutto il gas sara` confinato sul disco e solo lı avremo le stelle dell'ultima generazione. Intanto, le stelle piu` massicce e luminose delle prime generazioni avranno terminato la loro evoluzione e avranno arricchito il mezzo interstellare di elementi pesanti sintetizzati nel loro interno e scaraventati nello spazio o attraverso le esplosioni di supernovae o tramite piu` tranquilli e costanti venti stellari. Da questo mezzo arricchito si formano le stelle delle generazioni successive.

Assisteremo quindi ad un'evoluzione chimica della Galassia, con le stelle piu` vecchie e piu` distanti dal piano galattico e piu` povere di elementi pesanti. Come gia` detto quelle piu` giovani del disco formano la *popolazione I* mentre quelle vecchie dell'alone sono tipiche della *popolazione II*. In queste antiche stelle gli elementi pesanti sono da cento a diecimila volte meno abbondanti che nel Sole e nelle altre stelle del disco. Gli ammassi globulari sono percio` tutti di antica formazione e le stelle che li compongono mostrano eta` comprese fra i 12 e i 15 miliardi di anni. Queste stelle oggi ormai vecchie, mostrano la composizione quasi originale del gas al momento della contrazione della sfera di gas protogalattico.

La presenza dei bracci spirale in questo processo viene spiegata come una conseguenza dell'interazione tra il gas residuo e le stelle che si vanno formando. In particolare in corrispondenza dei bracci spirale si ritiene esistano delle onde di densita`, forse provenienti dal centro galattico, che comprimono il gas e che

determinano la formazione delle varie generazioni di stelle. Si ritiene infatti che quando tutto il gas sara` stato rimosso o a opera della formazione di stelle o per effetto dei venti galattici, spariranno i bracci a spirale brillanti definiti dalle stelle appena formate. Gradualmente in un tempo compreso tra mezzo miliardo e un miliardo di anni questi tenderanno a dissolversi e la Galassia finira` per assomigliare a quelle lenticolari di classe *S0*. Queste ultime infatti mostrano l'assenza di stelle giovani.

Analoghe tracce evolutive si possono proporre per l'evoluzione di tutte le galassie a disco, tenendo comunque in considerazione che le dimensioni relative del disco e della protuberanza del nucleo dipendono dall'efficienza del processo di formazione stellare nelle prime fasi del collasso della nube protogalattica. Difatti se gran parte della nube si trasforma in stelle fin dall'inizio, restera` poco gas per formare un disco. Pertanto il sistema avra` in questo caso una protuberanza centrale notevole e un disco piccolo.

Va comunque sottolineato ancora che le teorie dell'evoluzione galattica sono attualmente molto incerte e parziali per cui numerosi problemi di fondamentale importanza rimangono ancora aperti. Per esempio, le galassie di un dato tipo sono sostanzialmente simili tra loro oppure, pur avendo un aspetto analogo, differiscono in modo apprezzabile per l'appartenenza o meno ad un ammasso di galassie? La formazione stellare e l'evoluzione dinamica delle galassie in un ammasso sono diverse da quelle delle galassie non appartenenti ad ammassi? Le risposte a queste domande sono importanti non solo per la comprensione dell'evoluzione delle galassie, ma anche perche´ potranno permettere di sondare la struttura a larga scala dell'universo.

Frequently Asked Questions
FAQ

D.01. Quante stelle ci sono nella Via Lattea?

La risposta a questa domanda non si puo` basare su un effettivo conteggio delle stelle ma su una stima statistica cioe` su una estrapolazione di quanto si conosce. Innanzitutto va tenuto presente che non e` possibile vedere tutte le singole stelle della Via Lattea e cio` per due motivi: la distanza e l'assorbimento da parte delle polveri. Entrambi questi fattori tendono a rendere le stelle piu` deboli e quindi meno osservabili. Le osservazioni nella componente visibile della luce, quella per intenderci dove si usano i telescopi, sono limitate ad una regione di piu` o meno 5000 anni luce di raggio centrata sul Sole ad eccezione di alcune "finestre" dove le polveri sono piu` rare per cui e` possibile intravvedere stelle piu` lontane. Corrispondentemente la mappa della Galassia diventa sempre piu` imprecisa all'aumentare della distanza. A cio` va aggiunto il fatto che le stelle osservabili a grandi distanza sono quelle piu` luminose ma queste sono anche le piu` rare. Per esempio, conteggi sul numero relativo di stelle con magnitudine assoluta diversa mostrano che per ogni stella simile al nostro Sole, ci sono circa 200 deboli stelle del tipo spettrale M. Queste sono cos`ı deboli che per poter osservare la piu` vicina, Proxima Centauri, e` necessario un piccolo telescopio o almeno un binocolo abbastanza luminoso, nonostante sia questa la stella in assoluto piu` prossima al Sole.

Cos`ı per poter risalire al numero totale di stelle nella Via Lattea, va prima rilevato il numero delle stelle piu` luminose che si possono osservare a grandi distanze e quindi *assumere* il numero di stelle piu` deboli da associare a queste. Su tali supposizioni si basano le recenti stime di $400 \times 10^9$ di stelle con un errore che comunque si aggira sul 50% in piu` o meno. Va infine aggiunto che molte stelle, le strane "nane brune", potrebbero sfuggire a un tale conteggio a causa ancora della loro luminosita` estremamente bassa.

D.02. Quante galassie ci sono nell'universo?

Le recenti osservazioni (1996) da parte del Telescopio Spaziale Hubble hanno evidenziato l'esistenza di un rilevante numero di nuove galassie. La scoperta quindi di molte galassie troppo deboli per essere rilevate da terra non e` una sorpresa ma questi dati permettono nuove stime sulla distribuzione delle galassie, in particolare di quella frazione di bassa luminosita`. Difatti i calcoli sul numero di galassie presenti nell'universo osservabile devono tener conto di fattori analoghi a quelli validi per le stelle (vedi *faq* precedente), cioe` della luminosita` assoluta delle galassie e della loro distanza.

Comunque il conteggio delle galassie basato su quanto rilevato da "Hubble" in una zona quadrata di cielo di 0,04 gradi di lato mostra la presenza di circa 3000 galassie. Ora le dimensioni di un tale "tassello" di cielo sono tali che ne sono necessari 27 milioni per poter dire di aver "esplorato" l'intero cielo. Ignorando il fattore dell'assorbimento da parte delle polveri della nostra Galassia, e supponendo che le galassie si distribuiscano nell'universo in modo eguale in tutte le direzioni (non c'e` motivo di pensare il contrario), potremo concludere che "Hubble" e` in grado di rilevare la presenza di 80×10^9 di galassie.

Di fatto, il numero dev'essere ancora maggiore dato che le galassie piu` frequenti nei dintorni della nostra hanno una luminosita` abbastanza debole cosicche´ queste risultano difficilmente osservabili a distanze cosmologiche cioe` a distanze confrontabili con quelle dell'universo conosciuto. Per esempio, nel nostro gruppo locale, ci sono 3 o 4 galassie giganti rilevabili a miliardi di anni luce e piu` (Andromeda, la Via Lattea, la galassia del Triangolo e forse la Grande Nube di Magellano). Comunque ci sono almeno altri 20 membri piu` deboli che risulterebbero difficili da rilevare a distanze di 100 milioni di anni luce, molto minori dei miliardi di anni luce delle altre piu` luminose.

D.03. Quanti ammassi globulari possiede la Via Lattea?

La stima del numero di ammassi globulari legati gravitazionalmente alla Via Lattea e`, diversamente dal numero delle stelle, piu` sicura in quanto questi sono abbastanza grandi e luminosi. I soli posti dove il conteggio e` incompleto riguarda quelle regioni prossime al disco galattico dove sono presenti grande quantita` di polveri che ostacolano l'osservazione degli ammassi piu` deboli e piu` lontani dalla Via Lattea. La versione elettronica del catalogo degli ammassi stellari del 1981 lista 137 ammassi globulari presenti nella, e attorno alla, Via Lattea. Recentemente ne sono stati aggiunti degli altri localizzati specialmente nelle regioni piu` arrossate ed interne della Galassia. Una stima grossolana che tenga comunque conto anche di quelle regioni dove l'osservazione non e` sempre possibile, pone il numero totale di ammassi globulari a 200: in confronto, la galassia di Andromeda che e` piu` grande e luminosa della nostra, ne possiede circa 250.

D.04. Quanti ammassi aperti vi sono nella Via Lattea?

Ancora, per rispondere con una numero, e` necessario compiere una estrapolazione dato che gli ammassi aperti possono essere difficili da trovare specie sullo sfondo dei ricchi campi stellari nel piano della Via Lattea e in particolare, poiche´ i piu` ricchi ammassi possono essere riconosciuti molto piu` facilmente di quelli poveri di stelle. Comunque il catalogo elettronico degli ammassi aperti nella versione del 1987 lista 1111 ammassi aperti nella nostra galassia. Pero` il numero totale dev'essere almeno 10 volte tanto, dato che vi sono indicazioni dell'esistenza di ricchi ammassi piu` lontani di 7000 anni luce anche nelle direzioni del piano galattico che intersecano le dense nubi di polveri che ne impediscono l'osservazione. L'effetto delle nubi e` particolarmente rilevante in questo caso in quanto gli ammassi di giovani stelle sono fortemente concentrati su questo piano.

D.05. Che cosa sono le cefeidi?

Le variabili cefeidi sono stelle relativamente giovani, di massa diverse volte superiore a quella del Sole, la cui luminosita` varia con andamento periodico, aumentando rapidamente per poi affievolirsi in modo graduale. Queste stelle pulsano perche´ la forza di gravita`, dovuta alla grande massa, che agisce sull'atmosfera stellare e la pressione dei gas caldi all'interno della stella non si equilibrano esattamente.

A che cosa e` dovuto questo squilibrio? Un componente importante dell'atmosfera delle cefeidi e` l'elio ionizzato una volta cioe` l'atomo di elio, che normalmente presenta due elettroni, e` stato privato di un elettrone. Ora questi atomi assorbono e diffondono la radiazione proveniente dall'interno della stella e cos`ı facendo possono perdere un secondo elettrone. L'atmosfera diventa allora piu` opaca, e la radiazione la attraversa con maggiore difficolta`. Questa interazione tra radiazione e materia da` origine a una pressione che spinge verso l'esterno l'atmosfera della stella, facendo cos`ı aumentare la luminosita` e le dimensioni di quest'ultima.

Ma, per quanto detto circa l'equilibrio esistente in una stella, nel corso dell'espansione l'atmosfera che circonda la stella si raffredda, e a temperature inferiori l'elio torna al proprio stato in cui e` ionizzato una volta. L'atmosfera, quindi, ridiventa piu` trasparente e la pressione esercitata su di essa diminuisce. Alla fine del ciclo la stella si contrae fino a riassumere le dimensioni e la luminosita` originarie, dopodiche´ il ciclo della variabile cefeide riprende normalmente il suo corso.

Il comportamento delle variabili cefeidi puo` essere previsto con precisione estrema grazie a modelli teorici che descrivono l'evoluzione dell'interno delle stelle e a simulazioni del flusso di radiazione attraverso di esse. In particolare esiste una ben nota correlazione tra il periodo di variabilita` e la loro luminosita` (magnitudine) assoluta cosicche´ se si rileva il periodo di variazione si puo` risalire alla magnitudine assoluta e quindi (nota quella visuale) determinare la loro distanza.

Oggi gli astronomi annoverano queste stelle tra gli indicatori piu` affidabili delle distanze cosmiche.

D.06. Come viene misurata la distanza delle galassie?

Gli astronomi hanno elaborato vari metodi per misurare la distanza di galassie lontane; molti di essi sono considerati indicatori indiretti della distanza perche´ vanno calibrati utilizzando la scala delle cefeidi (vedi *faq* precedente) ma le tecniche adottate diventano sempre meno precise all'aumentare della distanza stessa.

Le distanze delle stelle piu` prossime si possono conoscere per mezzo del metodo della *parallasse*, che consiste nel misurare l'apparente moto della stella nel cielo dovuto al moto orbitale della Terra attorno al Sole. Questa tecnica trova pero` un limite nella difficolta` di misurare angoli molto piccoli e cioe` nella risoluzione angolare ottenibile dagli strumenti. A tal fine, il satellite Ipparco potra` in futuro fornire le misure piu` attendibili di parallasse per circa 100.000 stelle. Attualmente la parallasse fornisce le distanze delle stelle entro alcune decine di parsec (circa 50 anni luce) dal Sole per cui tale metodo non puo` avere rilevanza nel caso delle galassie.

Gli indicatori principali di distanza fanno uso di stelle variabili periodiche (le cefeidi e le *RR Lyrae*) e di due tipi di stelle in esplosione (*novae* e supernovae). In particolare, osservando le variabili cefeidi con telescopi a terra si e` riusciti a stabilire con precisione la distanza di alcune galassie fino al gruppo della galassia *M81*, che si trova a una distanza di circa 10 milioni di anni luce. Impiegando la stessa tecnica e servendosi del Telescopio Spaziale Hubble, si riuscira` forse ad arrivare fino all'ammasso (di galassie) della Vergine, distante circa 50 milioni di anni luce.

Una delle tecniche piu` promettenti per la misurazione di grandi distanze si basa su una correlazione tra la luminosita` di una galassia e la sua velocita` di rotazione. Le galassie molto luminose hanno di norma massa maggiore di quelle meno brillanti e quindi ruotano piu` lentamente. Misurando la velocita` di rotazione in base all'ampiezza della riga di 21 cm emessa dall'idrogeno neutro, si puo` risalire alla luminosita` e quindi valutarne la distanza fino a circa 300 milioni di anni luce.

Un'altra tecnica promettente si basa sulla massima luminosita` assoluta delle esplosioni di supernova (di tipo Ia). Secondo i modelli teorici la massima luminosita` di queste supernovae dovrebbe essere costante. In linea di principio queste esplosioni sarebbero rilevabili fino a distanza pari a circa meta` del raggio dell'universo visibile (10 miliardi di anni luce) ma questa tecnica e` comunque ancora molto imprecisa in quanto la calibrazione della scala si basa per ora su una sola determinazione.

D.07. Di che cosa e` fatta la "materia oscura"?

Va detto subito che non sappiamo se la "materia oscura" esista realmente e comunque, nel caso esista, di che cosa sia fatta. Quanto segue sono solo delle ipotesi sulla massa che si ritiene necessaria per poter spiegare le velocita` di rotazione delle galassie.

Difatti le misure sulle velocita` di rotazione delle nubi di gas alla periferia delle galassie evidenziano una costanza (o addirittura un aumento) di questa velocita`. Cio` va contro le aspettative in quanto si riteneva che le parti periferiche di una galassia si dovessero comportare come i pianeti del sistema solare per i quali la velocita` diminuisce con una legge ben nota all'aumentare della distanza dal Sole. La piu` immediata interpretazione di cio` e` che la massa delle galassie sia maggiore di quella che appare dallo studio della luce emessa dalle stelle che le compongono ossia, che le masse effettive debbano essere maggiori di quelle finora osservate.

Le proposte per colmare questa mancanza suggeriscono la presenza nell'alone delle galassie di un gran numero di stelle poco o nulla luminose (nane brune) oppure a un'ampia varieta` di buchi neri o, ancora, di altri oggetti intrinsecamente non luminosi, tipo pianeti come Giove. Altri propongono che nelle galassie siano presenti grandi quantita` di polveri non ancora rilevate. Infine vi sono le proposte che ipotizzano la presenza di particelle elementari, residui del Big Bang iniziale e mai rilevate, o che assegnano ad una di queste, il neutrino, una massa diversa dallo zero.

D.08. Tutte le stelle devono appartenere ad una galassia?

Non necessariamente. Le galassie possono collidere una con l'altra e in questo processo alcune stelle possono essere strappate via e spinte dalle forze gravitazionali nello spazio intergalattico. Il Telescopio Spaziale Hubble ha rilevato alcune centinaia di tali stelle rimaste in tal modo "orfane", dotate di una notevole luminosita` e poste tra le galassie dell'ammasso della Vergine.

Benche´ quindi le stelle si formino per la maggior parte nelle zone ricche di materia come puo` essere una galassia, la loro storia dopo la formazione puo` portarle molto distante dalla galassia originaria.

D.09. Che cos'e` un buco nero (*black hole*)?

Parlando delle fasi finali di una stella massiccia abbiamo accennato alla possibilita` che questa concluda la propria esistenza diventando un *buco nero*. In questa lezione invece ci siamo accorti che nelle regioni piu` prossime al centro galattico vi e` una cos`ı elevata concentrazione di massa che, ancora una volta, si e` giunti ad ipotizzare l'esistenza di un buco nero galattico. Ma in che cosa consiste un buco nero?

Partiamo da un semplice deduzione della teoria gravitazionale di Newton: questa afferma che la velocita` $v$ da impartire ad un corpo posto sulla superficie di un oggetto celeste di raggio $r$ e massa $M$, affinche´ questo corpo possa allontanarsi a grandissima distanza, e` espressa dalla

$$v = \sqrt{\frac{2GM}{r}},$$

dove G e` la costante di gravitazione universale ( $G = 6,67 \times 10^{-11}\ \mathrm{Nm^2/kg^2}$). Questa velocita` e` la cosiddetta *velocita` di fuga* e costituisce il valore minimo per poter abbandonare l'attrazione gravitazionale del corpo celeste. Corpi che superano tale velocita` possono quindi raggiungere un osservatore lontano. In particolare la luce, possedendo una velocita` pari a $c = 3 \times 10^5$ km/s potra` abbandonare tutti quei corpi con velocita` di fuga inferiori.

La tabella seguente mette in evidenza nelle prime tre righe come, all'aumentare della massa del corpo celeste aumenti pure la velocita` di fuga, ma come questa rimanga notevolmente inferiore al valore di c anche nel caso del Sole.

Corpo celeste	**Massa (kg)**	**Raggio (km)**	**velocita` di fuga (km/s)**
Terra	6×10^{24}	6380	11
Giove	$1,9 \times 10^{27}$	71.000	60
Sole	2×10^{30}	7×10^5	617
buco nero (a)	2×10^{30}		3×10^5
buco nero (b)	$2,8 \times 10^{30}$	4,1	3×10^5
buco nero (c)	20×10^{30}	30	3×10^5

Nella situazione ipotetica (a) si e` invece considerato un oggetto con massa pari a quella del Sole: se questo, a seguito di qualche collasso gravitazionale, viene ad assumere un raggio di 3 km, per la medesima legge fisica, la velocita` di fuga diventa uguale a quella della luce che, ricordiamo, e` la massima velocita` fisicamente raggiungibile. Pertanto da un tale oggetto un raggio di luce emesso radialmente sulla superficie, ricadrebbe su questa stessa superficie, nello stesso modo con cui un sasso lanciato verso l'alto ricade a terra. Questo raggio di luce non potrebbe quindi sfuggire e venir osservato a grande distanza. Abbiamo cos`ı "costruito" un buco nero di massa solare. Nel caso (b) la massa e` pari a 1,4 masse solari (valore minimo che le teorie dell'evoluzione stellare impongono per la formazione di un buco nero) e il raggio di tale buco nero e` diventato poco superiore ai 4 km: infine se la massa e` di circa 10 masse solari (caso c) le dimensioni del raggio aumentano a 30 km. Da questi esempi appare evidente come un buco nero debba essere un oggetto dalle dimensioni ridottissime ma in grado di comprendere valori elevatissimi della massa.

I buchi neri sono, per il momento, oggetti interamente teorici, ipotetici. Poiche´ pero`, a partire dalla teoria della gravitazione di Einstein, e` plausibile attendersi che essi esistano, ci si puo` chiedere come sia possibile rilevare un buco nero.

Un modo, concettualmente molto semplice per avvertirne l'esistenza, e` di misurare la sua massa osservando l'attrazione gravitazionale esercitata sui corpi piu` vicini. Poiche´ attorno ad un buco nero gli effetti gravitazionali sono gli unici esistenti, i corpi in prossimita` del buco nero devono risentire delle

medesime leggi che regolano il moto dei pianeti attorno al Sole: quindi un'eventuale osservazione di un corpo orbitante attorno ad un altro di massa notevolissima e *invisibile*, potrebbe essere interpretata come un indice dell'esistenza di un tale oggetto. In aggiunta, attorno ad un buco nero, le moderne teorie prevedono un'ampio ventaglio di effetti collaterali e non, dalla produzione di straordinarie quantita` di energia dovuta alla caduta nel buco nero di masse altrettanto notevoli, alla presenza di onde gravitazionali, per giungere all'effetto di lente gravitazionale dovuto alla deflessione dei raggi di luce che ne sfiorino la superficie esterna.

D.10. Per osservare le galassie quale strumento e` necessario?

Le galassie, assieme a tutti gli altri "oggetti deboli" quali ammassi globulari e nebulose, sono corpi celesti che appaiono all'osservatore (tranne in rari e fortunati casi) di bassa luminosita`, spesso al limite della percezione visiva. Poiche´ si trovano generalmente a grandi distanze, vengono dagli astrofili spesso indicati come gli oggetti del "profondo cielo", termine che deriva dall'inglese *deep sky* che sta ad indicare le regioni dello spazio piu` lontane dal nostro sistema solare.

Il problema chiave da risolvere nell'osservazione degli oggetti del profondo cielo consiste senza dubbio nel riuscire a percepirne la flebile luce. Due sono i parametri che vanno tenuti presente:

- la capacita` di raccogliere luce dallo strumento ottico utilizzato e
- il grado di contrasto offerto dal fondo del cielo.

Il primo parametro dipende principalmente dal diametro dello strumento utilizzato, il secondo dalle condizioni di trasparenza e luminescenza del cielo. Quindi la risposta piu` ovvia consiste nell'utilizzare un telescopio dal diametro piu` grande possibile, sito in un luogo di alta montagna lontano da centri abitati e privo di illuminazione! E` evidente pero` che sono pochi (e fortunati) quelli che possiedono uno strumento di almeno 40 cm di diametro, inserito in un osservatorio posto in una localita` di montagna. Ci si deve pertanto accontentare generalmente di strumenti piu` piccoli e in grado di essere trasportati in siti migliori di quelli nei quali normalmente si abita.

Poiche´ comunque, date le condizioni di scarsissima luminosita`, e` l'occhio stesso (e non lo strumento) a porre dei limiti ai particolari piu` fini percepibili, strumenti facilmente trasportabili come i telescopi newtoniani fino a 20 cm o i piu` compatti Schmidt-Cassegrain fino al diametro di 30 cm, possono ancora costituire una scelta consigliabile. Anche con piccoli strumenti comunque, quali il poco costoso e diffusissimo newtoniano di 114 mm di diametro, e` possibile raggiungere visualmente centinaia di oggetti galattici e non.

Per gli oculari da installare sul telescopio conviene che siano di buona qualita` e che permettano di osservare oggetti estesi e poco luminosi sotto cieli veramente bui. Per un newtoniano di 114 mm e 900 mm di lunghezza focale una buona scelta risulta l'oculare di 40 mm di lunghezza focale che permette un'osservazione a 22,5 ingrandimenti.

A centinaia di miliardi, ve n'erano, tutte con i loro esseri immortali, tutte recanti il loro carico di intelligenze, con menti che fluttuavano liberamente nello spazio. Eppure, una di esse era unica tra tutte, in quanto era la Galassia Originale.

Una di esse, nel suo vago e distante passato, aveva un tempo in cui era stata l'unica Galassia popolata dall'uomo.

Isaac Asimov

Biblioteca comunale di Monticello Conte Otto

Corso di Astronomia

Lezione 4: l'Universo

Finora ad ogni lezione abbiamo percorso un gradino nella comprensione delle proprieta` dell'universo: ci siamo cos`ı accorti che questo, oltre ad essere sempre piu` vasto, e` caratterizzato da un insieme di strutture gerarchiche a scala sempre maggiore. In questo processo ci siamo via via avvicinati alle problematiche piu` generali della *cosmologia* e cioe` a quella scienza che studia l'*origine e l'evoluzione dello stesso universo*.

Questa sera vogliamo affrontare alcuni degli aspetti fisici che sono alla base delle moderne interpretazioni della nascita ed evoluzione dell'universo. Concluderemo quindi il nostro viaggio nell'universo presentando i tratti principali di queste teorie, con la consapevolezza che, ad ogni ampliamento di orizzonte, si accompagna la necessita` di disporre di nuovi elementi osservativi. Solo cos`ı i modelli teorici possono avere attendibilita` scientifica e tentare di rispondere alle numerose domande che l'universo ci pone.

Un fenomeno fisico di fondamentale importanza per l'astrofisica, l'*effetto Doppler*, e` un requisito essenziale per poter comprendere alcuni importanti proprieta` dell'universo. Vediamone le caratteristiche.

Effetto Doppler

L'effetto Doppler puo` essere facilmente compreso se ci rifacciamo ad una situazione abbastanza comune ossia al fischio di un treno in corsa. Se stiamo attendendo pazientemente ad un passaggio a livello che il treno transiti, quando questo si sta avvicinando percepiamo il fischio che ne segnala l'arrivo in modo abbastanza diverso di quando il treno, superato il passaggio a livello, se ne allontana. Ponendo un po' d'attenzione a questa situazione potremmo rilevare che il suono nella fase di avvicinamento risulta piu` acuto mentre lo e` di meno quando si sta allontanando. Eppure siccome la frequenza del suono emessa dal fischio non puo` cambiare nei brevi istanti del transito, dobbiamo concludere che chi percepisce il suono, il cosiddetto osservatore, rileva un aumento di frequenza quando vi e` un avvicinamento, una diminuzione quando la sorgente delle onde sonore si allontana. Detto in altro modo, *la frequenza rilevata di un suono emesso da una sorgente puo` cambiare a seconda che vi sia un moto di avvicinamento o di allontanamento tra la sorgente e l'osservatore*.

Va sottolineato che la sorgente, nel nostro esempio l'apparato che genera il fischio del treno, non modifica le sue proprieta` intrinseche (tanto che per i conducenti la tonalita` non cambia), mentre cambia invece la frequenza rilevata. Quindi in assenza di moto relativo tra sorgente ed osservatore la frequenza sarebbe quella caratteristica della sorgente, la cosiddetta *frequenza propria*. In definitiva, la frequenza di un suono deve dipendere dalla velocita` relativa con cui osservatore e sorgente si muovono uno rispetto all'altro: maggiore e` questa velocita`, maggiore sara` la diversita` rilevata nel suono. In cio` consiste l'effetto Doppler.

Le leggi fisiche per questo fenomeno collegano la frequenza propria della sorgente con quella rilevata e con la velocita` relativa: in particolare, se pensiamo conosciuta la frequenza propria (l'apparato responsabile del fischio e` stato, in fin dei conti, costruito da noi!) e misuriamo quella apparente (rilevata ancora da noi al passaggio del treno), e` possibile in base a queste leggi, risalire alla velocita` relativa con cui si muovono sorgente ed osservatore (cioe` alla velocita` del treno!).

*Leggi fondamentalmente analoghe sussistono anche nel caso delle onde luminose cioe` della luce*. Supponiamo allora di conoscere l'insieme delle frequenze emesse da una sorgente luminosa come, per esempio, da una comune lampadina ad incandescenza. Per far cio` basta, come detto in altra lezione, rilevarne lo spettro facendo passare la luce emessa dalla lampadina attraverso un prisma di vetro e fotografandone l'insieme delle righe componenti cioe` dei colori che formano la luce. Se ora la medesima lampadina viene allontanata con una velocita` abbastanza grande e durante questo allontanamento analizziamo ancora una

volta lo spettro, vedremo come questo, dalla posizione originaria, subisca uno spostamento verso il colore rosso, cioe` verso le frequenze minori (fig. 1).

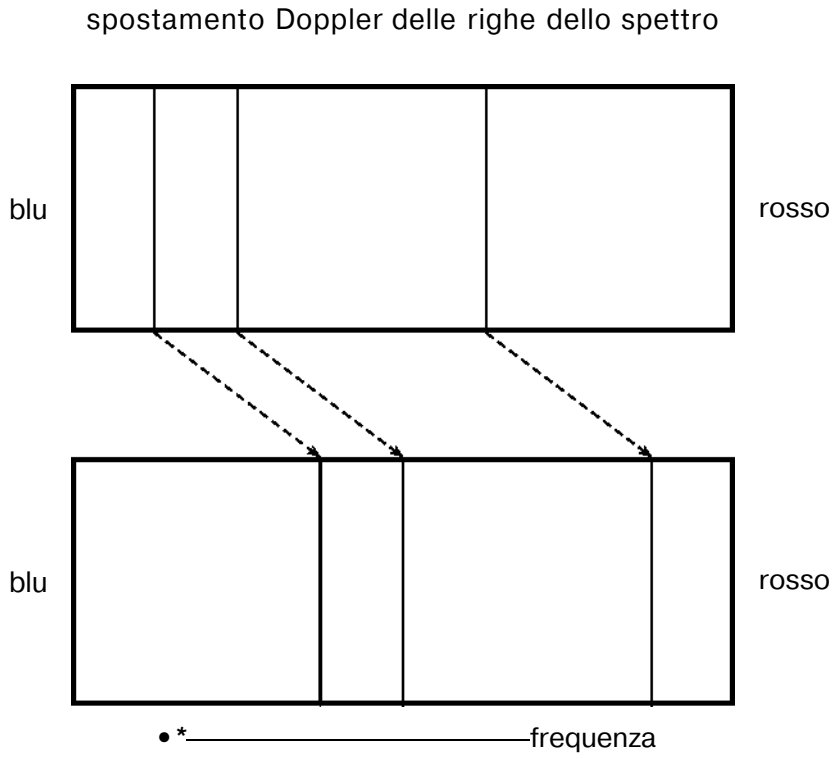


Fig. 1. Spostamento delle righe spettrali ed effetto Doppler.

In effetti la lampadina apparirebbe piu` rossa. Viceversa, se il moto fosse di avvicinamento, la sorgente verrebbe ad assumere un colore tendente all'azzurro e l'intero spettro si troverebbe spostato verso l'azzurro-violetto. Misurando l'entita` di questo spostamento in frequenza si puo` risalire alla velocita` di allontanamento nel primo caso, di avvicinamento nel secondo. Sostituendo alla lampadina una stella l'effetto non cambia.

Scopriamo quindi che, in base a questo fenomeno fisico quando e` *noto lo spettro intrinseco di una sorgente di luce* (basta rilevarlo quando questa e` ferma), la misura dello spostamento sub`ıto dall'intero spettro permette di *risalire alla velocita` relativa* tra sorgente ed osservatore. Sara` pertanto possibile, note le posizioni di alcune righe di riferimento nello spettro dei gas stellari (tutti i laboratori possiedono delle lampade contenenti i gas piu` comuni), risalire alla velocita` di allontanamento (o di avvicinamento) di una stella o di una galassia, solo rilevando l'entita` dello spostamento Doppler di queste.

Velocita` di espansione delle galassie

Abbiamo gia` trattato *nella faq* n.6 della lezione sulle galassie il problema della determinazione della distanza delle galassie. Attorno a tale delicato problema sono sorti diversi metodi ma ancora la stima della distanza attraverso l'osservazione di stelle cefeidi *(faq* n.5 e 6), risulta il sistema piu` preciso. Fu Henrietta Leavitt dell'Osservatorio di Harvard che nel 1908 scopr`ı che il periodo con cui varia la luminosita` di una cefeide dipende rigorosamente dalla sua magnitudine assoluta: l'uno cresce all'aumentare dell'altra. Questa relazione deriva dal fatto che la luminosita` di una cefeide e` proporzionale alla sua area: le cefeidi piu` grandi, e quindi piu` brillanti, pulsano piu` lentamente per lo stesso motivo per cui, per esempio, le campane piu` grandi risuonano a una frequenza piu` bassa (cioe` con un periodo piu` lungo).

Sta di fatto che, attraverso le cefeidi, negli anni '20 fu possibile conoscere la distanza delle galassie piu` prossime alla Via Lattea con sufficiente precisione. In base a cio` si pote´ dimostrare come le cosiddette (allora) nebulose spirali fossero in realta` galassie simili alla nostra e ben distinte da questa.

Lo studio degli spettri di queste galassie, condotto da vari astronomi come Shipler e Edwin Hubble, porto` invece a dei risultati altrettanto importanti. Come Hubble si aspettava, gli spettri di una galassia sono una combinazione degli spettri dei vari oggetti che la compongono: sappiamo che in una galassia come la nostra sono rappresentati tutti gli stadi evolutivi delle stelle per cui vi potranno essere le righe spettrali tipiche delle stelle azzurre o rosse cos`ı come quelle delle nubi di gas e polveri. Il risultato piu` sorprendente fu comunque quello di rilevare come le righe spettrali dei vari elementi fossero tutte *sistematicamente spostate verso il rosso* (il cosiddetto *redshift*), rispetto alla posizione tipica delle medesime righe osservata nei laboratori. In particolare lo spostamento verso il rosso era tanto piu` forte, quanto maggiore era la distanza della galassia da noi.

Hubble nel 1929 disponeva di 46 galassie di cui era nota sia la distanza sia lo spostamento verso il rosso. Interpretando questo spostamento come risultato dell'effetto Doppler si otteneva che queste galassie dovevano allontanarsi dalla nostra ad una velocita` elevatissima. Fece quindi la fondamentale osservazione che la velocita` di recessione di ciascuna galassia fosse proporzionale alla sua distanza ossia, ad eccezione delle galassie del gruppo locale (come Andromeda), le galassie mostravano un aumento regolare della loro velocita` al crescere della distanza (fig. 2).

La legge proposta da Hubble assume la semplice forma $V = H \cdot d$, dove V e` la velocita` di regressione della galassia, d la sua distanza da noi. Poiche´ H e` una costante (la cosiddetta costante di Hubble), questa legge afferma che se una galassia possiede una velocita` di espansione doppia di un'altra, questa stessa galassia dovra` avere pure una distanza doppia dell'altra. E` questa scoperta che costituisce la *prima indicazione che l'universo si sta espandendo* e che quindi pone, in un contesto moderno, l'antica domanda circa l'origine dell'universo.

Siccome e` sulla base della legge di Hubble che si misurano le dimensioni e l'eta` dell'universo, e` evidente l'importanza che assume la conoscenza del valore della costante $H$. Senza entrare nei particolari storici e nelle vivaci discussioni attuali, diremo solo che negli ultimi vent'anni le determinazioni di $H$ sono cadute tutte nell'intervallo di valori compreso tra 50 e 100 km/s × Mpc, cioe` tra 50 e 100 chilometri al secondo per megaparsec (o anche tra 50 e 100 chilometri al secondo per 3,26 milioni di anni luce). La figura 2 rappresenta graficamente la legge di Hubble, evidenziando l'incertezza sul valore della costante H.

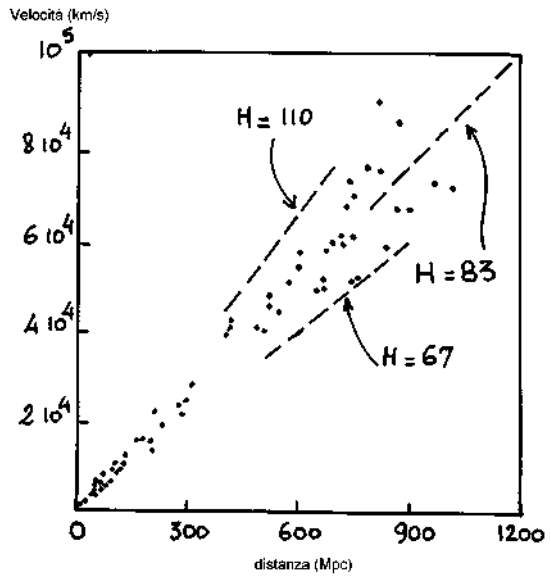


Fig. 2. Rappresentazione della legge di Hubble e dispersione della costante H.

In base a tutto cio`, per misurare le distanze di un oggetto extragalattico con un *redshift* significativo, la procedura seguita attualmente e` la seguente:

- misura dello spostamento verso il rosso delle righe dello spettro, il *redshift:*
- calcolo della velocita` di allontanamento tramite le leggi dell'effetto Doppler:
- calcolo della distanza tramite la legge di Hubble, $d = V/H$.

Come vedremo, il valore di H dato sopra ha pure una diretta conseguenza sull'eta` dell'universo: l'inizio dell'espansione di quest'ultimo sarebbe in tal modo avvenuta tra 10 e 20 miliardi di anni fa.

I quasar: la scoperta

La descrizione degli oggetti dell'universo extragalattico non sarebbe completa se non ricordasse cio` che e` considerata come una fondamentale scoperta della seconda meta` del XX secolo, una scoperta dovuta principalmente ai radioastronomi: la scoperta dei (o anche, delle) *quasar*.

Negli anni Cinquanta, i radioastronomi scoprirono una moltitudine di oggetti nel cielo che emettevano grandi quantita` di radiazione nelle frequenze delle onde radio. Poiche´ i radiotelescopi di allora non potevano dare facilmente delle indicazioni sulla posizione di una sorgente radio (oggi la situazione e` radicalmente diversa), non era noto quali tipi di oggetti visibili, seppure ce ne fosse stato qualcuno, corrispondevano alle radiosorgenti. Solo in qualche fortunato caso era possibile determinare con maggiore precisione la posizione di qualche radiosorgente in quanto la Luna passando dinanzi ad essa, ne eclissava le onde radio. Tali occultazioni rappresentavano quindi delle ottime occasioni perche´, nota con precisione la posizione della Luna, si poteva localizzare con altrettanta precisione la posizione della sorgente radio ed eventualmente la sua controparte ottica.

Il primo quasar ad essere riconosciuto come "oggetto" strano fu 3C 48. Due astronomi dell'osservatorio Hale di Monte Palomar notarono che la radiosorgente 3C 48, sembrava coincidere con una debole stellina azzurrastra, di magnitudine 16 (cioe` 10.000 volte piu` debole delle piu` deboli stelle visibili ad occhio nudo). Era il 1960, e fino ad allora nessuna stella, ad eccezione del Sole, aveva dato luogo ad emissioni radio misurabili. E se il Sole fosse stato ad una distanza di poco piu` di 4 anni luce, come la stella piu` vicina, nessun radiotelescopio avrebbe potuto rilevare le sue radioemissioni. L'annuncio quindi di tale scoperta suscito` scalpore e anche diffidenza. Comunque parecchi astronomi si misero a studiare lo spettro di tale oggetto e videro qualcosa di molto strano: larghe righe di emissione a lunghezze d'onda che non corrispondevano a nessuna di quelle che si vedono normalmente negli spettri delle stelle. Un tale spettro non era affatto simile a quello delle stelle.

La soluzione dell'enigma di 3C 48 venne qualche anno dopo, nel 1962. Ancora la Luna eclisso` un'altra radiosorgente, la 3C 273, e alcuni astronomi australiani registrarono questa occultazione determinando accuratamente la posizione della radiosorgente. Fu quindi possibile identificare la controparte ottica con precisione e studiarne lo spettro. Ci si aspettava che anche questa radiosorgente dovesse avere uno spettro analogo alla 3C 48 e difatti l'analisi dello spettro confermava le stesse peculiarita` notate in 3C 48. Ancora una volta la controparte ottica della radiosorgente 3C 273 aveva uno spettro a righe brillanti, piuttosto diverso dai soliti spettri stellari. Emetteva luce solo a poche lunghezze d'onda, e queste lunghezze d'onda non si accordavano con quelle note. L'idrogeno, l'elemento piu` comune nell'universo, avrebbe emesso luce solo in poche lunghezze d'onda, quando fosse stato in una nube incandescente, ma queste non erano le lunghezze d'onda viste in 3C 273. Fu Maarten Schmidt, un astronomo olandese appena trasferitosi al California Institute of Technology, ad avere un lampo di genio. Egli noto` che lo spettro di emissione di 3C 273 corrispondeva allo spettro di emissione dell'idrogeno se si supponeva che questo oggetto di aspetto stellare avesse uno spostamento verso il rosso enorme, un *redshift* Doppler corrispondente a una velocita` di allontanamento di 45.000 km/s, piu` di un decimo della velocita` della luce. Per l'oggetto 3C 48 addirittura il *redshift* implicava una velocita` di allontanamento di 100.000 km/s, un terzo della velocita` della luce!

Nessuna stella della Galassia avrebbe potuto muoversi cosı velocemente; essa sarebbe sfuggita alla Galassia molto tempo fa. In base alla legge di Hubble, 3C 273 doveva essere ad una distanza di 3 miliardi di

anni luce mentre per la seconda radiosorgente, la distanza doveva essere di 5 miliardi di anni luce. Dunque questi oggetti non erano stelle della nostra Galassia ma dovevano per forza di cose essere oggetti extragalattici, anche se avevano proprio l'apparenza stellare! Va pure notato che le galassie normali poste circa alla stessa distanza, mostrano chiaramente la loro struttura non stellare, apparendo come delle macchioline sfumate dove si possono distinguere ancora tracce delle spirali e del nucleo. Fu cosı coniato il termine *quasars* che risulta dalla contrazione delle parole inglesi *qua*si *s*tellar *a*stronomical *r*adio-*s*ource e che sta ad indicare le sorgenti radio astronomiche di aspetto quasi stellare.

I quasar: che cosa sono

Se gli spostamenti Doppler verso il rosso dei quasar sono provocati dall'espansione dell'universo e quindi sono attendibili i valori forniti dalla legge di Hubble, allora essi devono essere molto luminosi. Difatti nota la distanza, e` facile risalire alla luminosita` assoluta dato che la magnitudine apparente viene rilevata con una semplice fotografia: per 3C 273 si ricava una luminosita` pari a $10^{14}$ volte quella del Sole (100.000 miliardi di volte quella del Sole): e` cioe` 1000 volte superiore allo splendore tipico di una galassia normale!

Pur essendo questo splendore uno dei maggiori in assoluto tutte le scoperte di quasar che sono seguite, hanno confermato la loro natura di sorgenti di grandi quantita` di energia: da regioni certamente molto piu` piccole del volume di un'intera galassia, proviene un flusso di energia da 100 a 1000 volte piu` grande. Solo i nuclei delle galassie mostrano di emettere quantita` confrontabili, seppur minori, di energia. E difatti l'interpretazione odierna considera i quasar come *i nuclei di galassie estremamente attive*. Queste galassie risultano troppo lontane perche´ la debole luminosita` dell'ammasso di stelle e polveri che avvolge il nucleo sia osservabile. Nelle osservazioni quindi appare solo la parte piu` luminosa di esse: appunto il nucleo.

Questa ipotesi si basa pure sull'osservazione che sembra esserci una sequenza continua di galassie con nuclei piu` o meno attivi. La sequenza va da galassie normali come la nostra in cui il nucleo da` modesti segni di attivita`, alle galassie di Seyfert, a quelle di tipo N e Markarian o piu` generalmente alle AGN (Active Galactic Nuclei) che presentano in scala minore, gli stessi fenomeni dei quasar, come la presenza di un nucleo molto brillante rispetto alla galassia che lo circonda, spettri molto simili, con righe di emissione indicanti una grande abbondanza di gas ad alta temperatura.

Questa somiglianza qualitativa ha portato a pensare che la fonte d'energia debba essere la stessa ossia che il "motore" centrale che alimenta il nucleo sia sostanzialmente dello stesso tipo pur con potenze di valore diverso. La straordinarieta` dei quasar o di oggetti analoghi ma privi di emissioni radio (sono i cosiddetti *QSO*, *Quasi Stellar Objects*), consiste quindi nella capacita` di produrre enormi energie in volumi tanto piccoli.

La sorgente di energia

Sorge quindi il problema di determinare la sorgente di tale energia. Ora se teniamo presente che la luminosita` delle galassie normali e` dovuta essenzialmente alla luminosita` delle stelle che le compongono e a quella dei gas illuminati ed eccitati dalle stesse stelle, potremmo pensare che i quasar debbano presentare nel nucleo un addensamento di stelle, tale da giustificarne lo splendore. In effetti questa poteva essere l'ipotesi piu` naturale ma ci si accorse ben presto che il volume del nucleo centrale era troppo piccolo per contenere tutte le stelle necessarie per spiegarne la produzione di energia. Nel caso dei quasar ci si trova quindi in una posizione per certi versi analoga a quella attraversata nella ricerca dell'origine dell'energia solare: si devono trovare processi che spieghino come faccia un oggetto del diametro di pochi anni luce, o forse meno, emettere tanta radiazione quanto quella prodotta da 1000 galassie.

Dato che la conoscenza dei quasar e` tutt'altro che completa, manca ancora una risposta soddisfacente a questa domanda. Comunque la maggior parte degli studiosi ritiene che la sorgente ultima che alimenta i quasar sia l'energia gravitazionale di un oggetto di massa e densita` elevatissime quali si possono supporre solo in un buco nero. Difatti considerando un corpo di massa m che cada per attrazione gravitazionale su un buco nero, l'energia gravitazionale liberata sara` pari a $E = 0,5mc^2$, risultato che evidenzia come il 50% della massa venga trasformato in energia, frazione questa ben piu` rilevante di quella ottenibile attraverso le sole reazioni di fusione nucleare. Il processo che coinvolge la caduta di materia su un buco nero risulta

pertanto molto piu` efficiente che i processi nucleari.

Purtroppo nessuno ha finora mai compiuto un'osservazione diretta capace di confermare o smentire che nei quasar esistano buchi neri.

Ammassi di galassie

La volta scorsa abbiamo parlato di galassie, delle loro forme e della loro evoluzione. Pur avendo ancora una volta allargato la prospettiva, l'esposizione fatta mirava ad approfondire la conoscenza individuale di queste strutture, vere e proprie "isole" di stelle e polveri nelle lontananze dello spazio cosmico. Sulla base della misura dello spostamento Doppler verso il rosso e conoscendo la legge di Hubble, e` naturale chiedersi quale sia la distribuzione delle galassie nell'universo e se queste abbiano o meno moti propri cioe` posseggano delle velocita` che si sommano a quella di espansione dell'universo.

Comunque pur disponendo della legge di Hubble, la conoscenza della distribuzione delle galassie fino a pochi anni fa e` stata essenzialmente bidimensionale. Difatti se l'analisi di una singola fotografia in un catalogo di galassie permette di stabilire le posizioni anche di migliaia di galassie (espresse con le due coordinate celesti, l'ascensione retta e la declinazione) cio` non accade per la terza dimensione, cioe` per la distanza. Per stimare la distanza e "collocare" definitivamente la galassia nello spazio, va fatto uno studio dello spostamento spettrale. Ora un tale metodo ha lo svantaggio rispetto alla fotografia dei campi galattici, che va condotto individualmente, galassia per galassia. Solo con l'aumentare della potenza dei telescopi ma soprattutto con l'aumentata sensibilita` sia delle emulsioni fotografiche che dei rivelatori elettronici, sono stati possibili negli ultimi dieci anni rilevamenti su vasta scala di spostamenti verso il rosso. Tali studi hanno confermato da un lato quanto gia` era emerso tramite lo studio delle galassie piu` vicine e cioe` che queste tendono a disporsi in gruppi e ammassi piu` o meno numerosi, comprendenti galassie legate gravitazionalmente tra di loro.

Il risultato piu` sorprendente di queste "esplorazioni" sistematiche consiste pero` nell'aver evidenziato che a loro volta, gli ammassi di galassie non sono distribuiti in modo uniforme ma si addensano in enormi strutture laminari e filamentose la cui dimensione massima, circa 100 milioni di anni luce, supera di 10 volte quella minima. Strutture di questo genere possono contenere fino ad un milione di galassie, e la loro massa e` dell'ordine delle $10^{16}$ masse solari. Inoltre le galassie non sono distribuite uniformemente all'interno della struttura: si distinguono grumi e nastri piu` densamente popolati, molti dei quali si trovano all'intersezione di due lamine. Infine, dispersi qua e la` tra le strutture piu` grandi, si aprono enormi vuoti come delle enormi bolle, praticamente privi di galassie, con dimensioni tra i 100 e i 400 milioni di anni luce (fig. 3). Su una scala di molte centinaia di milioni di anni luce l'universo presenta quindi una struttura simile a quella della schiuma, con enormi spazi vuoti circondati da striscie e filamenti galattici.

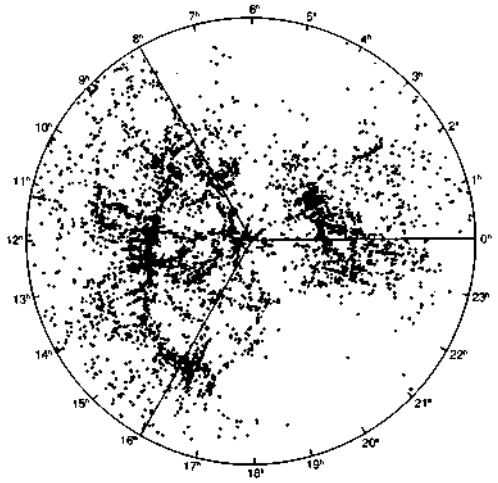


Fig. 3. Distribuzione delle galassie con distanze minori di un miliardo di anni luce, tra 20 e 40 gradi nord.

L'attuale distribuzione delle galassie appare quindi estremamente eterogenea almeno fino ad una distanza di diverse centinaia di milioni di anni luce. Pare inoltre probabile che questa disomogeneita` si possa estendere sino a miliardi di anni luce e caratterizzi l'intero universo. Se quindi questa distribuzione corrisponde a quella complessiva della materia, dobbiamo concludere che l'*universo osservato attualmente mostra una evidente mancanza di omogeneita`*. A questa affermazione dobbiamo prudenzialmente aggiungere che l'universo potrebbe contenere molta materia non luminosa, la cosiddetta "materia oscura" che, come gia` accennato (si veda la *faq* n. 7 della precedente lezione), si dimostra necessaria per spiegare le velocita` di rotazione delle galassie. Vedremo piu` avanti come al contrario, vi siano indizi del fatto che in epoche molto remote, l'universo fosse invece molto piu` omogeneo.

Radiazione di fondo

Abbiamo visto come attorno alla fine degli anni '20 Hubble abbia messo in evidenza la velocita` di allontanamento delle galassie e come questa sia proporzionale alla loro distanza. Le scoperte successive di oggetti come i quasar hanno rafforzato questa interpretazione cosicche´ appare oggi acquisito che l'universo sia in espansione.

i precedenti

Gia` comunque negli anni dopo la seconda guerra mondiale, nel 1949, i fisici G. Gamow, R. Alpher e R. Herman avevano predetto che, se l'universo era il risultato di un fenomeno iniziato circa 10 o 20 miliardi di anni fa e comunemente indicato come il *Big Bang*, oggi l'universo dovrebbe essere riempito uniformemente di radiazione di appena qualche grado sopra lo zero assoluto ossia al di sopra di una temperatura di -273 gradi centigradi. Ma qual'e` il significato di una tale proposta, peraltro a quel tempo subito dimenticata?

Dobbiamo a tale scopo, rifarci ancora una volta a delle esperienze comuni e all'interpretazione che di esse ne da` la fisica. Consideriamo allora il forno della nostra cucina, ermeticamente chiuso, alla temperatura per esempio, di 200 gradi centigradi. Dopo un certo tempo la temperatura dell'aria dentro il forno e quella delle pareti si troveranno in equilibrio termico alla medesima temperatura. Se apriamo il forno saremo investiti da una vampata di calore, e un misuratore di radiazione ci direbbe che il forno irraggia o diffonde onde elettromagnetiche con un massimo di intensita` nella regione infrarossa dello spettro della luce. La radiazione in tal modo rilevata e` legata in modo univoco alla temperatura del forno.

Analogamente in un forno per la fusione dei metalli, essendovi una temperatura di qualche migliaio di gradi, la radiazione emessa risultera` tipica di quella temperatura: difatti in questo caso, una parte viene emessa nella banda infrarossa dello spettro e un'altra frazione nella parte visibile. Come gia` detto a riguardo del colore delle stelle, il "colore" di un oggetto incandescente e` indice della sua temperatura. La legge che lega l'emissione termica di tali corpi e` ben conosciuta (e` la legge di Planck per il *corpo nero*) e, se il corpo risulta sufficientemente opaco alla radiazione, non dipende dalla sostanza di cui e` fatto.

Siamo ora in grado di intuire il significato della proposta di Gamow: se consideriamo a ritroso la storia dell'universo, tutta la materia e la radiazione in esso contenuti verrebbero compressi in volumi sempre piu` piccoli e a densita` sempre piu` alte. Ora siccome e` esperienza comune che quando si comprime il gas, questo si riscalda, l'universo primordiale doveva dunque essere riempito di materia e radiazione a temperature molto alte cioe`, riprendendo l'analogia, doveva inizialmente assomigliare ad una fornace riempita di radiazione in equilibrio con tutto quanto in essa contenuto. A seguito dell'espansione questa temperatura dovrebbe quindi essere scesa a valori inferiori ma dovrebbe ancora potersi rilevare. E la proposta di Gamow era appunto che dovesse esserci una radiazione di pochi gradi al di sopra dello zero assoluto. Come detto pero` il lavoro di Gamow e collaboratori venne inizialmente del tutto dimenticato.

la scoperta

Nel 1964 Arno Penzias e Robert Wilson, due ingegneri dei laboratori Bell, stavano tentando di stabilire quali fossero le cause di un rumore che presentava una loro antenna radio e che disturbava le trasmissioni a microonde da e per i satelliti che allora si cominciavano a lanciare. Questi, eliminate tutte le possibili cause di rumore (tra le quali anche due uccelli che avevano fatto il nido dentro l'antenna), si accorsero che, in

qualunque direzione puntassero l'antenna, restava un tenue rumore di fondo costante. Intanto all'Universita` di Princeton, a pochi chilometri di distanza, Robert Dicke e James Peebles, avevano riscoperto il lavoro di Gamow, e stavano progettando uno strumento per scoprire proprio la radiazione "fossile". Appena Penzias e Wilson vennero a conoscenza dell'attivita` del gruppo di Princeton, li invitarono a visitare l'antenna e ad analizzare i risultati sul rumore da loro rilevato. E quasi subito si accorsero che il rumore poteva essere interpretato come una traccia di quella radiazione che doveva pervadere l'intero universo, resto fossile del caldissimo universo primordiale e ora raffreddata dall'espansione: la *radiazione di fondo a microonde*. Ne risulto` quindi un articolo dove accanto ai risultati sperimentali da parte degli scopritori (che nel '78 presero per questo il premio Nobel) ne veniva fornita la corretta interpretazione. Quel che era cominciato come un lavoro sui satelliti per telecomunicazioni si era trasformato in una miniera d'oro per la cosmologia!

Tutte le misure successive sull'intensita` di questa radiazione hanno confermato che l'andamento in funzione della lunghezza d'onda si accorda perfettamente con la distribuzione teorica emessa da un corpo alla temperatura di circa 3 gradi assoluti (per la precisione 2,735 K). Ne deriva che noi e tutte le galassie nell'universo siamo immersi in un "mare" di radiazione alla temperatura di circa 3 gradi sopra lo zero assoluto e, quel che piu` conta, questa radiazione costituisce un'*indicazione diretta del fatto che l'universo comincio` ad espandersi a partire da uno stato di densita` e temperatura elevatissime*. Difatti sono proprio queste le condizioni necessarie per poter produrre una simile radiazione.

Lo studio invece della distribuzione spaziale della radiazione di fondo ha pure messo in luce un'altra sua proprieta` caratteristica: essa e` quasi identica in tutte le direzioni, in quanto la sua intensita` varia appena di una parte su 100.000. La spiegazione di questa isotropia e` che la radiazione di fondo riempie uniformemente tutto lo spazio e che in tal modo essa riflette l'uniformita` dell'universo primordiale. Sappiamo pero` che oggi l'universo e` ben lungi dall'essere uniforme: esistono degli addensamenti di materia, le galassie e gli ammassi di galassie e tutti questi appaiono distribuiti sulla superficie di enormi rarefazioni quasi del tutto vuote. Come si sono potute formare ed organizzare tutte le strutture descritte finora se l'universo originariamente era uniforme?

Il Big Bang

La luce che proviene dalle piu` lontane galassie e dai quasar ci mostra com'era l'universo miliardi di anni fa. I satelliti (il *COBE, Cosmic Background Explorer*) rivelano con precisione estrema la radiazione cosmica di fondo residua delle prime fasi dell'espansione, fornendo un'immagine dell'universo alle scale piu` grandi osservabili. Parallelamente nei laboratori di fisica, gli acceleratori di particelle esplorano le basi fisiche degli ambienti di alta energia cosicche´ le leggi valide in questo dominio permettono, per la prima volta, di affrontare il problema della genesi dell'universo in modo razionale e con il supporto di teorie fisiche adeguate.

Oggi i tentativi per organizzare tutta questa serie di elementi si concretizzano in una teoria che prende il nome di *modello cosmologico standard* o *teoria cosmologica del big bang*. L'affermazione principale di questa teoria e` che, a grande scala, l'universo si sta espandendo in maniera quasi omogenea a partire da uno stato iniziale molto denso. Vediamo per grandi linee come questa teoria tenti di rispondere alle principali domande sull'origine e sull'evoluzione dell'universo (fig. 4 a pagina 64).

In un istante singolare, circa 10–20 miliardi di anni fa, tutta la materia e l'energia che oggi osserviamo, concentrata in una regione di densita` infinita e raggio zero, comincio` ad espandersi e a raffreddarsi a velocita` incredibile. E` questo l'istante del *big bang* ma date le condizioni fisiche, su questo istante non e` possibile fare alcuna affermazione significativa in quanto, semplicemente, le leggi utilizzate perdono l'ı la loro validita`. Va solo detto che l'espansione che ha inizio in questo istante e` quella dello spazio stesso per cui non e` solo la materia che e` compressa a densita` infinita ma anche lo *spazio risulta compresso fino al punto di non esistere piu`*. In altri termini il big bang rappresenta l'*origine dello spazio, del tempo, della materia e dell'energia*, cioe` in ultima analisi di tutte le realta` fisiche. In questo scenario quindi non ha senso chiedersi che cosa poteva esserci prima di tale istante o da che cosa fu cagionata l'esplosione originaria per il fatto che non preesisteva un vuoto all'interno del quale e` avvenuto il big bang.

Per poter iniziare a descrivere le condizioni dell'universo bisogna quindi partire da un istante 10^{-12} secondi dopo quello nominale di temperatura infinita. Allora la temperatura e` scesa a circa $10^{15}$ gradi, abbastanza da permettere l'applicazione delle teorie fisiche. A queste temperature l'universo doveva essere pieno di un gas formato da tutti i tipi di particelle noti alla fisica nucleare delle alte energie, insieme con le loro antiparticelle. Per l'altissima densita` queste particelle sono soggette a continue collisioni che da un lato generano a loro volta altre particelle e dall'altro favoriscono le annichilazioni con le rispettive antiparticelle.

Con il procedere dell'espansione e del raffreddamento dell'universo, i processi di creazione si fecero piu` lenti di quelli di annichilazione e quasi tutte le particelle e antiparticelle scomparvero. Se non fosse stato per una piccola eccedenza degli elettroni rispetto agli antielettroni (i positroni) e dei quark rispetto agli antiquark, prodottasi probabilmente in un'epoca anteriore ai 10^{-12} secondi, l'universo di oggi sarebbe ben diverso. Quella piccola eccedenza di materia rispetto all'antimateria, stimata in una parte su 10^{10}, e` in effetti una delle condizioni iniziali determinanti per lo sviluppo successivo dell'universo.

All'eta` di $10^{-5}$ secondi la temperatura e` scesa a 1000 miliardi di gradi. I fotoni cioe` la radiazione elettromagnetica hanno energie tali da formare ancora coppie di elettroni e positroni: l'universo contiene una "zuppa" di particelle elementari come elettroni, positroni, neutrini, antineutrini e pochi altri protoni e neutroni.

All'eta` di un secondo la temperatura e` scesa a 10 miliardi di gradi e ora le collisioni tra protoni e neutroni danno luogo a nuclei di deuterio che pero` vengono subito distrutti dalle stesse collisioni in quanto la temperatura e` ancora troppo elevata.

Solo dopo 3 minuti con la temperatura scesa a un miliardo di gradi, il nucleo del deuterio, costituito da un protone e da un neutrone, risulta stabile e cio` da` inizio a tutta una serie di reazioni che, attraverso l'elio 3, portano alla formazione del nucleo stabile dell'elio (^4He) e del litio 7. È la fase della nucleosintesi del deuterio e dell'elio. La corretta previsione delle abbondanze relative di questi elementi da parte del modello standard costituisce un successo fondamentale della cosmologia del big bang.

Con la formazione dell'elio la storia dell'universo primordiale non e` ancora finita: terminata la nucleosintesi, l'universo continua ad espandersi e a raffreddarsi: all'eta` di 300.000 anni possiede dimensioni che sono circa un millesimo delle attuali, la temperatura e` scesa a circa 3000 gradi e i nuclei cominciano a catturare gli elettroni. Si formano cosi i primi atomi stabili. Fino a questo momento l'universo era stato completamente opaco in quanto gli elettroni con continui assorbimenti ed emissioni di fotoni, avevano impedito a questi di muoversi liberamente. Ma quando gli atomi cominciano a formarsi e gli elettroni vengono intrappolati dai nuclei, il gas diventa trasparente e i fotoni sono liberi di propagarsi nello spazio. La radiazione fossile a microonde che osserviamo oggi ci mostra quell'universo di 300.000 anni di eta`. Difatti, nell'interpretazione della teoria del big bang, la radiazione fossile non e` altro che la radiazione emessa da un corpo di 3000 gradi spostata verso il rosso per effetto dell'espansione di un fattore circa 1000. A causa dell'opacita` precedente non potremo in futuro mai osservare stadi dell'universo ancora piu` indietro nel tempo: ci resta solo la speranza di colmare, almeno parzialmente, l'intervallo tra lo spostamento verso il rosso della radiazione di fondo e lo spostamento piu` grande oggi conosciuto e che corrisponde (appena!) ad un fattore 5.

Successivamente, le lievi irregolarita` di larga scala presenti nella distribuzione generale del gas si intensificarono in conseguenza dell'attrazione gravitazionale e divennero sempre piu` irregolari. Infine il gas divenne abbastanza denso da addensarsi in vaste nubi di materiale che poi gradualmente finirono per frammentarsi formando le prime galassie e i quasar. Le dimensioni dell'universo erano allora pari ad un quinto di quelle attuali. Qui va detto che la presenza di queste irregolarita`, necessaria per poter riconciliare l'apparente uniformita` dell'universo primordiale con la distribuzione disomogenea delle galassie costituisce indubbiamente ancora un problema spinoso per la teoria. A tale proposito alcuni studiosi riconducono queste disomogeneita` ai primissimi istanti ricorrendo ad effetti tipici del mondo microscopico quali fluttuazioni quantistiche dell'universo stesso.

Infine nel momento in cui l'universo divenne grande la meta` di quanto sia oggi, le reazioni nucleari avevano gia` prodotto gran parte degli elementi pesanti che costituiranno i pianeti di tipo terrestre. Il sistema

solare e` in questa scala relativamente giovane: si formo` cinque miliardi di anni fa, quando l'universo aveva raggiunto i due terzi delle dimensioni attuali. . . . E siamo giunti a noi.

Conclusione

Un'analisi statistica sul numero di stelle simili al nostro Sole porta a dire che, nell'universo a noi noto, queste siano circa 100 miliardi. L'universo ha percio` offerto numerose occasioni di sviluppo per la vita quale noi la intendiamo. La cosmologia del big bang comporta pero` che la vita sia possibile solo in un arco di tempo ben definito: in passato l'universo era troppo caldo e in futuro le sue risorse saranno sempre piu` limitate. In buona parte delle galassie stanno ancora nascendo stelle ma in molte altre le riserve di gas sono gia` esaurite. Tra 30 miliardi di anni le galassie saranno molto piu` buie e piene di stelle morte o morenti e di conseguenza ci sara` un numero molto inferiore di pianeti capaci di sostenere la vita.

Quali sono allora i possibili scenari ai quali l'universo potra` andare incontro? Qual'e` il destino finale dell'universo? Puo` darsi che l'universo si espanda sempre e, in questo caso, le galassie e le stelle finiranno per diventare fredde e buie. L'alternativa e` che, restando sufficiente massa dell'universo, la gravita` finisca per invertire l'espansione e per far concentrare nuovamente tutta la materia e l'energia.

Non ci resta quindi che "pesare" l'universo: ma solo nei prossimi anni, con il progredire delle tecniche di misurazione della massa dell'universo, potremo forse scoprire quale delle due possibilita` potra` avverarsi per noi e per il nostro universo.

Evoluzione dell'universo

Tempo	Temperatura	Dimensioni	Descrizione
	(gradi)		
0	infinita	0	Origine dello spazio, del tempo, della materia e dell'energia.
10^{-12} s	10^{15}		Gas di tutti i tipi di particelle e antiparticelle.
			Diminuzione della temperatura, prevalenza delle annichilazioni sulla creazione di particelle.
			Emerge una eccedenza di elettroni sui positroni, dei quark sugli antiquark.
10^{-5} s	1000×10^9		Gas di elettroni, positroni, neutrini: formazione dei protoni e neutroni.
1 s	10×10^9		Inizio della formazione del deuterio ma sua instabilita`.
3 minuti	10^9		Nucleosintesi del deuterio e dell'elio. Corretta previsione delle loro abbondanze.
300.000 anni	3000	1/1000 attuali	Inizio formazione degli atomi. L'universo diventa trasparente. Origine della radiazione di fondo.
			Si intensificano le irregolarita` nella distribuzione del gas.
			Addensamento dei gas
10^9 anni		1/5 attuali	Frammentazione e formazione delle prime galassie e quasar.
		1/2 attuali	Sono gia` stati sintetizzati gran parte degli elementi pesanti.
10×10^9 anni		2/3 attuali	Formazione del sistema solare e dei pianeti.
15×10^9 anni	3 gradi K	**15×10^9** anni luce	Noi ora.

Fig. 4. Principali momenti evolutivi dell'universo.

Frequently Asked Questions
FAQ

D.01. Esiste un centro dell'universo?

Se la teoria della relativita` generale di Einstein e` corretta, la risposta e` che non ci puo` essere un centro nel nostro universo tridimensionale. Succede la stessa cosa per un pallone: il centro del pallone non sta sulla superficie del pallone ma va cercato in una dimensione diversa. Cos`ı anche per l'universo: il suo centro non e` collocato nella "superficie" a tre dimensioni entro la quale siamo collocati. Per questo motivo, qualsiasi osservatore nell'universo vedra` questo espandersi nello stesso modo in cui noi vediamo l'espansione, cioe` come fossimo al centro dell'universo stesso.

D.02. Quali aspetti cosmologici ha studiato il satellite COBE?

Il satellite *COBE (Cosmic Background Explorer)* ha confermato in modo molto preciso tra elementi cosmologici:

- la radiazione cosmica di fondo e` quella aspettata per un corpo di temperatura di 2,7 gradi sopra lo zero assoluto. Lo spettro di questa radiazione non presenta distorsioni nel senso che non mostra evidenza di sorgenti addizionali di radiazione.
- L'intensita` della radiazione e` uniforme entro una parte su 10.000 pur presentando una componente dovuta al moto della Terra, del Sole e della Galassia relativamente al fondo della radiazione.
- Nei limiti di una parte su 100.000 sono presenti irregolarita` di larga scala coerenti con le previsioni teoriche circa l'eterogeneita` dei gas primordiali. L'addensamento di questi gas ha poi portato alla formazione di galassie e di tutte le strutture osservate nell'universo attuale.

In sostanza il satellite *COBE* ha confermato le previsioni chiave fatte dalla cosmologia del big bang e, assieme alle osservazioni compiute dal Telescopio Spaziale Hubble, ha aperto nuove prospettive sullo studio dell'epoca in cui si sono venute a formare le prime galassie, un miliardo di anni dopo il big bang.

D.03. Che cosa sono i *QSO?*

I *Quasi–Stellar Objects* (o *QSO)* sono definiti come oggetti che appaiono sulle lastre fotografiche come delle stelle, cioe` puntiformi, ma che possiedono uno spettro fortemente spostato verso il rosso. In base alla legge di Hubble sono quindi oggetti extragalattici. Data la distanza, la luminosita` di un QSO e` molto maggiore di una galassia ordinaria: in aggiunta, molti QSO mostrano variazioni della loro luminosita` in periodi di pochi giorni e cio` suggerisce che le loro dimensioni debbano essere di pochi giorni luce.

Nel modello standard i QSO come i quasar, sono considerati come i nuclei di galassie e costituiscono l'esempio piu` estremo nella classe di galassie che presentano nuclei particolarmente attivi (le galassie *AGN)*. Questi nuclei sono delle regioni molto compatte che emettono una quantita` di radiazione molto maggiore di quella aspettata se vi fossero in quelle regioni solo stelle. Dall'entita` dell'energia emessa si deduce la presenza di una concentrazione di massa pari ad alcuni milioni di masse solari. Per la maggior parte degli astronomi, l'unica alternativa possibile e` supporre l'esistenza in questi nuclei di buchi neri, attorno ai quali avviene il collasso di grandi quantita` di materia.

D.04. Che cosa sono i neutrini?

II neutrino e` una particella simile all'elettrone, nel senso che non risente dell'intensa forza nucleare che agisce invece sui protoni e sui neutroni. A differenza dell'elettrone, il neutrino, essendo elettricamente neutro, non e` sensibile neppure alle forze elettriche o magnetiche come quelle che trattengono all'interno degli atomi gli elettroni. In effetti i neutrini rispondono solo alla forza gravitazionale e a una debole forza responsabile di alcuni processi radioattivi. Per tutti questi motivi rilevare il neutrino e` un'impresa impegnativa.

Il modello standard del big bang presuppone che vi debba essere una grande quantita` di neutrini ancora presenti nell'universo attuale. In particolare, per ogni particella nucleare, vi sarebbe circa un miliardo di neutrini: il fatto e` che, data la loro scarsa interazione con la materia, nessuno sa ancora come rivelare questa loro presenza! La rivelazione di un fondo cosmico di neutrini alla temperatura di 2 gradi assoluti, come previsto dalla teoria, costituirebbe comunque la conferma piu` clamorosa della teoria del big bang.

D.05. Che cos'e` l'inflazione dell'universo?

Per poter rendere conto delle dimensioni attuali dell'universo e` stata proposta una modifica alla teoria del big bang che prende il nome di *teoria inflazionaria*. Questa teoria ipotizza che nei primissimi istanti dell'universo, tra 10^{-43} e 10^{-35} secondi dopo l'istante zero, vi sia stata una rapidissima espansione (l'*inflazione*) dell'universo che ne aumento` di diversi ordini di grandezza le dimensioni. Dopo questa fase l'universo continuo` ad espandersi al ritmo previsto dalla teoria standard. Questa teoria rende conto pure dei recenti risultati del satellite *COBE* che hanno evidenziato lievissime anisotropie nella radiazione cosmica di fondo.

E` questa la fine, AC? — domando` l'Uomo. Non e` possibile ritrasformare ancora una volta questo caos nell'Universo? Non si puo` invertire il processo?
MANCANO ANCORA I DATI SUFFICIENTI PER UNA RISPOSTA SIGNIFICATIVA, disse AC.
L'ultima mente dell'Uomo si fuse e soltanto AC esisteva ormai nell'iperspazio. Materia ed energia erano terminate e, con esse, lo spazio ed il tempo. Tutti i dati raccolti erano arrivati alla fine, ormai. Da raccogliere, non rimaneva piu` niente. Ma i dati raccolti dovevano ancora essere correlati e accostati secondo tutte le relazioni possibili,
Un intervallo senza tempo venne speso a far questo.
E accadde cos`ı, che AC scoprisse come si poteva invertire l'andamento dell'entropia. Ma ormai non c'era nessuno cui AC potesse fornire la risposta all'ultima domanda. Pazienza! La risposta, — per dimostrazione — avrebbe provveduto anche a questo.
Per un altro intervallo senza tempo, AC penso` al modo migliore per riuscirci. Con cura, AC organizzo` il programma. La coscienza di AC abbraccio` tutto quello che un tempo era un Universo e medito` sopra quello che adesso era Caos.
Un passo alla volta, cos`ı bisognava procedere.
LA LUCE SIA! disse AC.
E la luce fu . . .

Isaac Asimov

l'Universo

Bibliografia

I principali testi consultati per la redazione di queste dispense sono:

1) Jean Claude Pecker – Capire l'Astronomia – Hoepli. 1997
2) Margherita Hack – L'universo alle soglie del duemila – BUR. 1996
3) Mario Rigutti – Cento miliardi di stelle – Giunti. 1978
4) Roman Smoluchowski – Il Sistema Solare – Zanichelli. 1989
5) James Kaler – Stelle – Zanichelli. 1995

Da questi testi sono stati tratti, di volta in volta, brani anche significativi. Ai precedenti vanno aggiunti numerosi articoli dalla rivista *Le Scienze* e i seguenti

6) Harry Shipman – Buchi neri, quasar e universo – Zanichelli. 1982
7) Steven Weinberg – I primi tre minuti - Mondadori. 1977
8) Paul Davies – Gli ultimi tre minuti – Sansoni. 1995
9) Livio Gratton – Introduzione all'Astrofisica voll. 1, 2 – Zanichelli. 1978
10) Leonida Rosino – Lezioni di Astronomia – Cedam. 1979
11) Pietro Tempesti – Pulsar – Biroma. 1997.

• Quali letture utili per approfondire, a livello divulgativo, alcuni dei temi trattati si consigliano i testi corrispondenti ai numeri 2, 3, 4, 5, e 6 sopra, e i volumi di

P. M a ff e i – Al di la` della Luna – EST
P. Maffei – I mostri del cielo – EST.

• Volendo disporre di semplici carte celesti per iniziare un'osservazione ad occhio nudo o con cannocchiale, risulta utile

Ridpath, Tirion – Guida delle stelle e dei pianeti – Muzzio Editore. 1996

Per ricerche piu` approfondite ed estese alle stelle fino alla magnitudine 8, e` fondamentale far uso di un atlante del cielo quale puo` essere

Wil Tirion – Sky Atlas 2000.0 – Sky Publishing Corporation.

Per la storia, i principi e le caratteristiche dei telescopi, sia amatoriali che professionali,

W. Ferreri – Il libro dei telescopi – Il Castello. 1995.

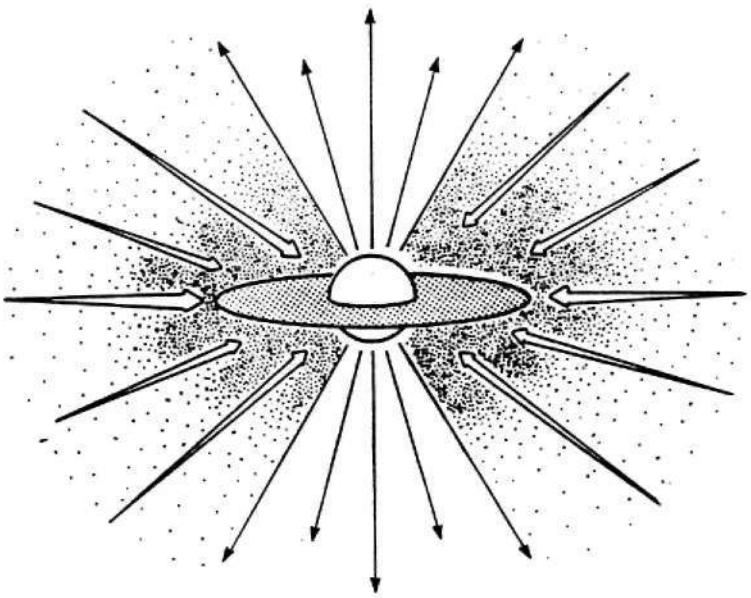
• Le principali riviste di astronomia per astrofili reperibili nelle edicole sono:

l'Astronomia,
Nuovo Orione,
Il Cielo
Coelum.

Biblioteca Comunale di Monticello Conte Otto

Corso di Astronomia

B



Lorenzo Roi

Novembre 1998

In copertina: venti protostellari polari e gas in caduta su disco di accrescimento.

Indice

1 Lagravita` 1
1.1 Gravita` e relativita` . . . 3

2 L'atomo 4
2.1 Costituzione dell'atomo . . . 4
2.2 Gli elementi chimici . . . 5
2.3 Decodificare il messaggio: la radiazione e gli spettri . . . 5

3 Particelle elementari 8
3.1 Costituenti fondamentali della materia . . . 9

4 La termodinamica 11
4.1 Il secondo principio . . . 11
4.2 Dall'ordine al caos . . . 13

5 Stelle giovani 15
5.1 Nubi molecolari . . . 15
5.2 Fasi protostellari . . . 16
5.3 Innesco delle reazioni di fusione . . . 17
5.4 Problemi . . . 18
5.5 Stelle neonate . . . 19
5.6 Sottoprodotti . . . 20

6 Esplosioni stellari 20
6.1 Le novae . . . 21

7 Esplosionidisupernovae 23
7.1 Preludio . . . 23
7.2 Stelle di piccola massa . . . 25
7.3 Stelle di grande massa . . . 25
7.4 La supernova del 1987 . . . 27

8 Residui di supernova 28
8.1 Pulsar: la scoperta . . . 28
8.2 Pulsar e stelle di neutroni . . . 30

9 Buchi neri stellari 30
9.1 Esistono? . . . 32
9.2 I miti sui buchi neri . . . 32

10 Galassie 34
10.1 Nuclei galattici . . . 34
10.2 Cattura e urti stellari . . . 35
10.3 Le osservazioni . . . 36

11 Iquasar 37
11.1 Segni di attivita` . . . 38
11.2 Quasar e Nuclei Galattici Attivi . . . 38

12 Getti cosmici **41**
12.1 La radioastronomia e tecniche di rilevazione dei getti . . . 41
12.2 Formazione dei lobi . . . 42

13 Buchi neri galattici **44**

14 Origine dell'universo **46**
14.1 Un universo omogeneo . . . 46
14.2 L'espansione dell'universo e teoria della gravitazione . . . 46
14.3 Natura dell'espansione . . . 48
14.4 L'universo ha un passato . . . 50
14.5 Materia e radiazione . . . 51
14.6 Un secondo dopo . . . 53
14.7 Nucleoni e deuterio . . . 55

15 Evoluzione **56**
15.1 Pesare l'universo . . . 57
15.2 La materia oscura . . . 58
15.3 Di che cosa e` fatta? . . . 59

16 Gli ultimi3minuti **60**
16.1 Un universo aperto: la "morte termica" rivisitata . . . 60
16.2 Un universo chiuso: gli ultimi tre minuti . . . 61

Elenco delle figure

1 Seconda legge di Keplero o legge delle aree . . . 2
2 Deflessione della luce in prossimita` di un oggetto massiccio. . . . 4
3 Atomi e isotopi dell'elio e del carbonio. . . . 6
4 Atomo di idrogeno e livelli energetici. . . . 7
5 Analisi spettrale della radiazione luminosa. . . . 8
6 Dall'atomo ai quark. . . . 10
7 Leptoni e quark . . . 11
8 La "freccia del tempo" . . . 12
9 Collasso di un nucleo denso. . . . 16
10 Interazioni della protostella con la materia. . . . 17
11 Venti protostellari polari e gas in caduta . . . 18
12 Diagramma H-R e tracce di Hayashi . . . 19
13 Risultato di una simulazione in un sistema stella–disco . . . 21
14 Formazione di una nova (a,b). . . . 22
15 Formazione di una nova (c, d, e) . . . 22
16 Esplosione di una supernova massiccia. . . . 24
17 Evoluzione della fusione in una stella di grande massa. . . . 26
18 Tipici impulsi di una pulsar (PSR 0329+54) . . . 29
19 Meccanismo di emissione di una pulsar. . . . 31
20 Diagramma illustrativo dello spazio in prossimita` di un buco nero. . . . 33
21 Possibili scenari evolutivi per un nucleo galattico . . . 36
22 Caratteristiche dei *Nuclei Galattici Attivi*. . . . 40
23 Spettro dei quasar. . . . 40
24 Modello di una radiogalassia . . . 42
25 Schema delle radiosorgenti doppie. . . . 43
26 Modello a getto rotante per il sistema SS433. . . . 44
27 Rappresentazione di onde emesse da una sorgente in moto . . . 47
28 Rappresentazione grafica della legge di Hubble . . . 48
29 Spettro di una galassia lontana (Markarian 609) con redshift. . . . 49
30 Modello unidimensionale di universo in espansione . . . 49
31 Variazione di intensita` della radiazione di fondo con la frequenza. . . . 52
32 Densita` di energia della materia e della radiazione. . . . 53
33 Abbondanze percentuali della massa totale di idrogeno e dell'elio. . . . 55
34 Espansione dell'universo e possibili scenari . . . 57
35 Velocita` osservate e teoriche per due galassie. . . . 59
36 Rappresentazione della concezione moderna della "morte termica". . . . 61

Elenco delle tabelle

1 Ileptoni. . . . 9
2 Iquark. . . . 11
3 Tempi di permanenza nelle prime fasi evolutive . . . 20
4 Densita` numeriche all'eta` di 1 secondo. . . . 54

Lezione 1. La fisica di base

1 La gravita`

La gravita` e` una forza universale nel vero senso della parola. Non c'e` sostanza, ne´ tipo di particella che sia immune dai suoi effetti; persino la luce li subisce. Piu` di tre secoli or sono, fu Isaac Newton il primo a comprendere che la forza che ci tiene ancorati al suolo e che delinea la traiettoria di una palla di cannone e` la stessa che mantiene la Luna in orbita attorno alla Terra. Questa forza, che piu` tardi venne chiamata *gravita`,* determina una mutua attrazione tra tutti i corpi. Newton mostro` come il moto di ciascun pianeta del Sistema Solare sia l'effetto combinato dell'attrazione gravitazionale del Sole e di tutti gli altri pianeti, i quali vi contribuiscono ciascuno in misura diversa a seconda della massa e della reciproca distanza. Dalle equazioni concettualmente semplici di Newton derivano i calcoli che guidano le navicelle spaziali nell'esplorazione dei pianeti, che ci hanno avvertito con un anno di anticipo che la cometa Shomaker-Levy 9 sarebbe caduta su Giove e che infine ci consentono di stimare la massa della Via Lattea. Su scala cosmica e` la gravita` che domina su ogni altro tipo di forza. Ciascun livello significativo delle strutture gerarchiche presenti nel Cosmo — stelle, ammassi stellari, galassie e ammassi di galassie — e` plasmato e mantenuto in equilibrio dalla forza di gravita`.

Ma quali sono allora le caratteristiche della forza di gravitazione universale? Perche´ e` cos`ı universale? Innanzitutto diciamo che una forza *F* e` un *qualcosa che puo` produrre una accelerazione a,* cioe` una variazione della velocita` o una variazione della direzione del moto (che e` sempre individuata dalla velocita`). Per esempio, se una pietra e` legata ad una fune ed e` fatta girare rapidamente, essa richiede una forza per mantenersi sulla traiettoria circolare. Dobbiamo quindi 'tirare' la fune.

Per la seconda legge fondamentale della dinamica, la forza e` eguale al prodotto della massa *m* per l'accelerazione *(F = m-a)* per cui, in base a questa legge, la massa di un corpo puo` pure essere considerata come una misura dell'entita` della forza necessaria per ottenere una particolare accelerazione (*m = F/a)*. Comunemente invece si pensa alla massa come alla quantita` di materia di cui e` costituito un corpo. In base a cio` maggiore e` la massa dell'oggetto, maggiore e` la forza richiesta per produrre una data accelerazione.

A queste affermazioni (sentite piu` volte a scuola … ) Newton (1642-1727) aggiunse quella sulla forza di gravita`: la forza che agisce tra ogni coppia di corpi che *si attraggono reciprocamente* si puo` scrivere come

$$F = G \cdot \frac{M1M2}{R^2} \qquad (1)$$

dove *M1* e *M*2 sono le masse che interagiscono e *R* e` la distanza tra i loro rispettivi centri. *G* invece rappresenta la costante di gravitazione universale che puo` essere misurata anche in laboratorio e vale

$$G = 6{,}67 \times 10^{-11} \left[\frac{m^3}{kg \cdot s^2}\right].$$

La costante *G* e` una delle costanti piu` importanti della fisica. Per apprezzare il suo valore, decisamente piccolo, stimiamo la forza con cui si attraggono due masse di 1 kg, poste ad un metro una dall'altra: questa, in base a (1), e` numericamente uguale a *G* e corrisponde al peso di un oggetto pari a un centesimo di miliardesimo di kg! Si deduce subito che la forza di gravita` dev'essere molto piccola. La sua piccolezza appare in modo ancora piu` evidente se la si confronta, a parita` di condizioni, con la forza elettrica. Posta convenzionalmente ad 1 la forza elettrica di repulsione tra due cariche uguali, per esempio due protoni,

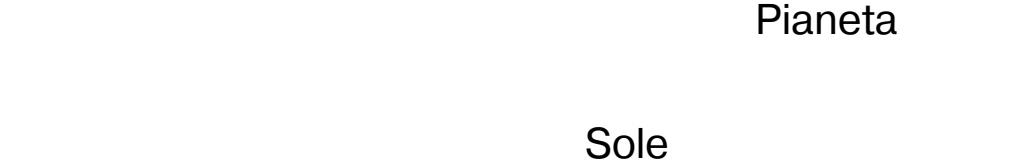


Figura 1: Seconda legge di Keplero o legge delle aree.

l'intensita` della forza gravitazionale e` pari a 10^{-41} cioe` ad un numero che nella parte decimale presenta una successione di 40 zeri (0,000 . . . 0001). In una molecola di idrogeno, che consiste di due protoni neutralizzati da due elettroni, il legame gravitazionale tra i due protoni e` piu` debole della rispettiva forza elettrica di un fattore 10^{-36}. Le forze elettriche esistenti tra gli atomi e le molecole in un pezzo di roccia, in una persona, dentro un asteroide, sono decisamente predominanti rispetto alla loro mutua attrazione gravitazionale.

La gravita` invece diventa progressivamente sempre piu` significativa man mano che si considerano oggetti piu` massicci. Ma perche´ la gravita` acquista potenza solo alle scale molto grandi? In ogni oggetto macroscopico le cariche elettriche positive e negative sono presenti grosso modo nelle stesse quantita`, cosicche´ le forze elettriche tendono ad annullarsi. Ma per la gravita` non e` cos`ı. Ogni cosa ha, per cos`ı dire, una carica gravitazionale dello stesso segno e dunque attrae ogni altro oggetto. Per questo la gravita` finisce per diventare la forza dominante su scala sufficientemente grande.

Un'altra caratteristica che si puo` dedurre dalla (1) consiste nel notare la dipendenza della forza al variare della distanza. Com'e` naturale, la forza di gravita` diviene sempre piu` intensa mano a mano che le masse interagenti si avvicinano. Se queste per esempio, dimezzano la loro distanza allora la forza aumenta di 4 volte: l'opposto succede se si allontanano. In quest'ultimo caso va pure sottolineato che, se e` vero che la gravita` si indebolisce all'aumentare della distanza, e` altrettanto vero che questa forza non potra` mai annullarsi: cos`ı due masse, anche se le separa una distanza molto grande, ciascuna risentira` sempre della presenza dell'altra. E` questo quando si dice che la *gravita` e` una forza a lungo raggio*. Pur debolissima, fa sentire i suoi effetti (in assenza di altre forze) a distanze molto grandi.

Grazie a questa legge, Newton stesso riusc`ı a ricavare le tre leggi introdotte da Keplero (1571–1630) e che descrivevano il moto dei pianeti attorno al Sole. Anzitutto Newton dedusse che le orbite di due corpi gravitanti possono avere anche altre forme, oltre a quella dell'ellisse come invece aveva affermato Keplero nella prima legge. L'orbita potrebbe essere anche parabolica o iperbolica e in questi casi il corpo orbitante si allontanerebbe indefinitamente dal suo compagno.

La seconda legge di Keplero descrive la velocita` con la quale i pianeti si muovono. Keplero scopr`ı che la linea che congiunge il pianeta al Sole, che e` detta raggio vettore, "spazza" aree uguali in tempi uguali, il che significa che la velocita` orbitale di un pianeta cambia in funzione della sua distanza dal Sole (v. figura 1). In particolare un oggetto astronomico che orbiti attorno ad un secondo dovra`, in base a tale legge, muoversi piu` velocemente quando si trova nelle vicinanze dell'altro, mentre la sua velocita` sara` inferiore quando si trova lontano. Sempre per merito di Newton questa seconda legge si puo` considerare come un caso particolare di una legge fisica molto importante e generale, quella della *conservazione del momento angolare*. E` in base a questo *principio di conservazione* che noi possiamo comunemente ammirare le veloci piroette dei pattinatori: difatti il momento angolare dipende dal prodotto della massa, della velocita` e della distanza dal centro di rotazione. Cos`ı semplicemente avvicinando le braccia al corpo (e quindi diminuendo la loro distanza dal centro di rotazione) la pattinatrice deve aumentare via via la sua velocita` di rotazione: solo cos`ı puo` mantenere costante il momento angolare. La classica immagine con la quale si identificano le galassie e` in realta` una evidente conseguenza di tale principio: le zone piu` vicine al centro galattico muovendosi con maggiore velocita` di quelle periferiche, permettono la formazione della tipica struttura a spirale dei bracci. Vedremo che questo principio fisico e` il responsabile di effetti molto strani (ed inaspettati) per gli oggetti

astronomici.

Infine, nella generalizzazione teorica delle leggi di Keplero, Newton ricavo` una delle piu` importanti relazioni di tutta l'astronomia:

$$P = \frac{4\pi!}{G(M_0 + Mpianeta)} \quad (2)$$

dove *P* misura il tempo complessivo impiegato da un pianeta per percorrere l'intera orbita attorno al Sole, *a* invece rappresenta la distanza del pianeta dal Sole (o meglio l''asse maggiore dell'orbita ellittica'). Nel caso della Terra *P* = 1 anno mentre *a* = 149,6 milioni di km e costituisce la cosiddetta unita` astronomica (1 UA = distanza media Terra-Sole).

Questa formula, pur contenendo la massa del Sole (M_Q) e del pianeta *(Mpi_{aneta})* e` abbastanza generale da poterla applicare a tutti i corpi celesti: dai satelliti di Giove (dai quali possiamo dedurre che il pianeta gigante ha una massa 318 volte maggiore di quella della Terra) fino alle stelle doppie. I sistemi binari non sono rari nella nostra Via Lattea, tanto e` vero che almeno la meta` di tutte le stelle fa parte di gruppi composti di due, tre o piu` stelle. Se una coppia e` abbastanza vicina, possiamo seguire il movimento delle componenti e tracciarne l'orbita. Dunque il periodo *P* e` facile da misurare (basta avere pazienza e rilevare le posizioni ad opportuni intervalli di tempo), mentre il semiasse *a* si puo` desumere se si conosce la distanza. Da questo si ricava la somma delle masse. Se poi disponiamo di ulteriori informazioni sul sistema si potra` risalire ai valori di ciascuna di esse. E` cos`ı che si giunge a stimare la massa di oggetti singolari come le pulsar binarie o quella di oggetti, ancor piu` bizzarri, come i buchi neri.

1.1 Gravita` e relativita`

A dispetto di tutto quanto detto sopra, va detto che la legge di gravitazione di Newton non e` corretta! Essa fu modificata da Einstein (1879-1955) nel 1916 per tener conto delle modifiche fatte alla teoria della relativita` dove, lo stesso Einstein richiedeva esplicitamente che la velocita` della luce fosse la massima possibile per "segnali" di qualsiasi natura.

Secondo Newton l'effetto della gravitazione e` istantaneo, cioe` se muovessimo una massa si sentirebbe istantaneamente una nuova forza a causa della nuova posizione di quella massa. Difatti la variazione di *R* presente nella formula (1) implica una "istantanea" variazione di *F*. Con tali presupposti potremmo quindi inviare dei segnali a velocita` infinita. Einstein avanzo` argomenti che presupponevano l'impossibilita` da parte di qualsiasi sistema fisico di inviare segnali che si propagassero con velocita` maggiore di quella della luce (*c* = 300.000 km/s): siccome poi questo presupposto era confermato da tutte le esperienze di laboratorio, la legge di gravitazione doveva, per la gran parte dei fisici di inizio secolo, essere errata.

Einstein propose quindi una sua teoria, la *teoria della relativita`generale,* dove corresse l'espressione di Newton in modo da tener conto dei ritardi con cui un segnale (la luce!) si propaga. Al di la` della complessita` matematica di questa teoria, essa in estrema sostanza afferma una cosa relativamente facile da capire:

ogni oggetto fisico che ha energia ha massa,
nel senso che questo oggetto sara`attratto gravitazionalmente.

Ne segue che la luce che "ha" energia, si comporta come avesse pure una "massa". Quando un fascio di luce che possiede e trasporta energia, passa in prossimita` del Sole, vi e` un'attrazione del Sole su di esso. Cos`ı la luce non procede diritta ma viene deflessa (fig. 2).

Secondo questa interpretazione, durante l'eclissi di Sole, per esempio, le stelle che stanno attorno al Sole dovrebbero apparire spostate da dove esse sarebbero se il Sole non ci fosse: e tale spostamento e` stato effettivamente osservato e dell'entita` aspettata.

Solo sulla base di questa teoria e` possibile trattare situazioni che coinvolgono oggetti molto massicci come i buchi neri. Anzi l'idea stessa di buco nero e` nata proprio come una conseguenza delle equazioni

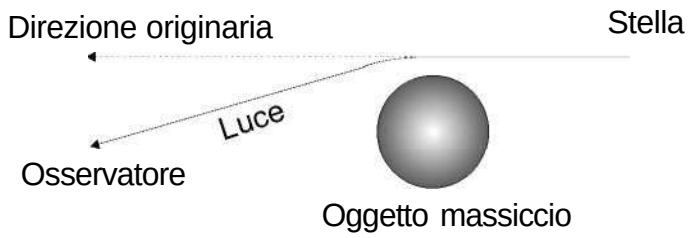


Figura 2: Deflessione della luce in prossimita` di un oggetto massiccio.

della relativita` generale. Altre idee come la curvatura indotta dalla massa dello spazio-tempo sono proprie della concezione di Einstein della gravita`. In definitiva lo studio delle proprieta` fisiche di oggetti dove agiscano forze gravitazionali molto intense, come ad esempio nel collasso di nuclei stellari, va condotto tramite gli strumenti teorici forniti dalla gravitazione di Einstein.

2 L'atomo

La conoscenza della struttura della materia, di quali siano le leggi fondamentali che valgono nel dominio degli oggetti microscopici come le molecole, l'atomo, o le particelle che li costituiscono, e` di un'importanza vitale per poter sperare di spiegare i fenomeni astronomici, anche di quelli che coinvolgono oggetti con masse molto grandi. Si pensi alla potenza dei metodi spettroscopici e l'interpretazione degli spettri stellari come indici (leggibili) delle sostanze responsabili dell'emissione o dell'assorbimento della luce. La conoscenza quindi delle strutture microscopiche della materia permette di affrontare i fenomeni macroscopici e di interpretarli in un quadro piu` ampio e coerente.

E` conveniente pertanto presentare una breve sintesi dell'interpretazione moderna sulla costituzione della materia e, in fin dei conti, di come oggi viene visto l'atomo.

2.1 Costituzione dell'atomo

I vari spettri stellari sono prodotti da atomi che si trovano in differenti stati di ionizzazione e di eccitazione elettronica. Ma cosa significano tutti questi termini? Per poterli comprendere dobbiamo rifarci alla *teoria quantistica della materia* che, negli anni Venti del nostro secolo, diede per prima l'interpretazione corretta: in quelli anni i fisici chiarirono quale fosse la struttura e il comportamento di sistemi microscopici come l'atomo.

Il modello di base ci presenta l'atomo come una nube di uno o piu` elettroni cioe` di particelle di carica negativa che circonda un nucleo costituito da una combinazione di protoni, carichi positivamente, e neutroni, privi di carica elettrica. Le cariche del protone e dell'elettrone hanno lo stesso valore, ma segno opposto; la massa del protone e` circa uguale a quella del neutrone, mentre quella dell'elettrone e` 1800 volte minore. Per questo motivo la massa dell'atomo e` sostanzialmente dovuta alla massa dei protoni e dei neutroni presenti nel nucleo. Al contrario le dimensioni complessive dell'atomo sono determinate dalla dimensione della nube elettronica. Si pensi che il diametro del nucleo e` dalle 10.000 alle 100.000 volte inferiore di quello delle "orbite" piu` esterne degli elettroni. [1]

Comunque poiche´ cariche opposte si attraggono, l'elettrone resta legato al nucleo positivo. La moderna teoria quantistica afferma che l'elettrone puo` occupare, a seconda dell'energia che possiede, solo determinate orbite, ciascuna corrispondente ad un valore ben preciso dell'energia. Gli elettroni che si trovano sulle orbite piu` interne possiedono un'energia minore di quelli collocati sulle orbite piu` esterne ma sono pure

1Questo fatto avra` conseguenze notevoli nell'evoluzione stellare, in particolare sulle dimensioni delle stelle di neutroni.

quelli piu` fortemente legati al nucleo. La teoria quantistica asserisce che questi elettroni non possono avvicinarsi al nucleo oltre un certo limite e l'orbita corrispondente, caratterizzata dall'energia minima, e` detta lo *stato fondamentale* per l'atomo. Gli altri stati, corrispondenti a energie maggiori sono gli *stati eccitati*. Per modificare il proprio stato energetico, l'elettrone deve pertanto o assorbire o cedere una certa (e discreta) energia. Cos`ı un elettrone muta il suo livello energetico (per esempio diminuisce la propria energia) per "salti" discreti fino a che, partendo da uno stato eccitato, raggiunge lo stadio piu` basso. Nel far cio` emette l'energia in eccesso sotto forma di onda elettromagnetica cioe` di radiazione.

Nel nucleo invece coesistono, strettamente legati, i neutroni e i protoni. Questi ultimi possiedono cariche dello stesso segno e quindi la forza elettrica tenderebbe a respingerli uno dall'altro. Sorge quindi immediatamente una domanda: come possono allora i protoni restare legati nel nucleo?

Ora in natura ci sono *quattro forze fondamentali,* forze che agiscono a distanza e che sono le responsabili della struttura dell'intero universo. La piu` debole di tutte e` la gravita` mentre, decisamente piu` intensa e` la forza elettromagnetica (vedi parag. 1), responsabile dei fenomeni elettrici e magnetici come l'attrazione e la repulsione delle cariche e causa pure della radiazione luminosa. Entrambe queste interazioni si comportano secondo la legge dell'inverso del quadrato della distanza (pag. 1) e si fanno sentire fino a grandissime distanze. Le altre due interazioni sono invece molto piu` forti, ma il loro *raggio d'azione e` limitato* alle dimensioni di un nucleo atomico. L'*interazione debole* interviene nelle reazioni nucleari cos`ı come la piu` intensa delle quattro, l'*interazione forte,* spesso indicata semplicemente come forza nucleare. In effetti se dei protoni vengono separati, questi si allontaneranno gli uni dagli altri per effetto dell'interazione elettromagnetica, mentre se sono sufficientemente vicini (e lo sono nel nucleo atomico), l'interazione forte prevale sulla repulsione elettromagnetica: cos`ı a causa della forza nucleare, i protoni e i neutroni rimangono fortemente vincolati nel nucleo.

2.2 Gli elementi chimici

La specificita` di un elemento chimico e` determinata unicamente dal numero dei protoni contenuti nel nucleo del suo atomo, un parametro detto *numero atomico:* per esempio l'idrogeno (simbolo H) ha numero atomico 1, l'elio (He) 2, il carbonio (C) 6, l'oro (Au) 79. Un atomo neutro possiede tanti protoni quanti sono i suoi elettroni, ma poiche´ gli elettroni piu` esterni non sono molto legati, se si trasferisce all'atomo un'energia sufficiente, uno o piu` di questi possono allontanarsi, trasformando cos`ı l'atomo in uno *ione* carico positivamente. Con il termine *ione* si intende pertanto un atomo che ha perso uno o piu` elettroni assumendo di conseguenza una carica positiva. Il carbonio che ha perso un elettrone si indica con C, l'ossigeno che ne ha persi tre con O^{+3} (fig.3).

La somma del numero dei neutroni e dei protoni nucleari e` la massa atomica, che si indica con un numero ad esponente che precede il simbolo chimico. L'elio, $^{4}He$, ha due protoni e due neutroni, mentre il carbonio, $^{12}C$, ne ha sei di ognuno. Man mano che il numero atomico cresce, il numero del neutroni tende a salire piu` velocemente di quello dei protoni: cos`ı il nucleo dell'uranio, $^{238}U$ e` costituito da 92 protoni e 146 neutroni.

Per ciascun elemento il numero dei neutroni puo` variare, ed e` cos`ı che si formano uno o piu` isotopi. Esiste l'elio con un solo neutrone, e lo si indica con ^{3}He, mentre il ^{12}C, il ^{13}C, e il ^{14}C sono altrettante varieta` del carbonio. In genere un isotopo e` nettamente predominante rispetto a tutti gli altri: ad esempio, c'e` solo un atomo di ^{3}He ogni 100 mila di ^{4}He.

2.3 Decodificare il messaggio: la radiazione e gli spettri

La radiazione luminosa puo` essere considerata sia come un'onda che come una particella: in questo caso si parla di *quanti di luce* o anche *di fotoni*. In ogni caso la radiazione e` un modo fondamentale per trasportare energia e questa e` pari ad una costante $\boldsymbol{h}$ (la costante di Planck) per la frequenza $\boldsymbol{v}$: $\boldsymbol{E = hv}$.

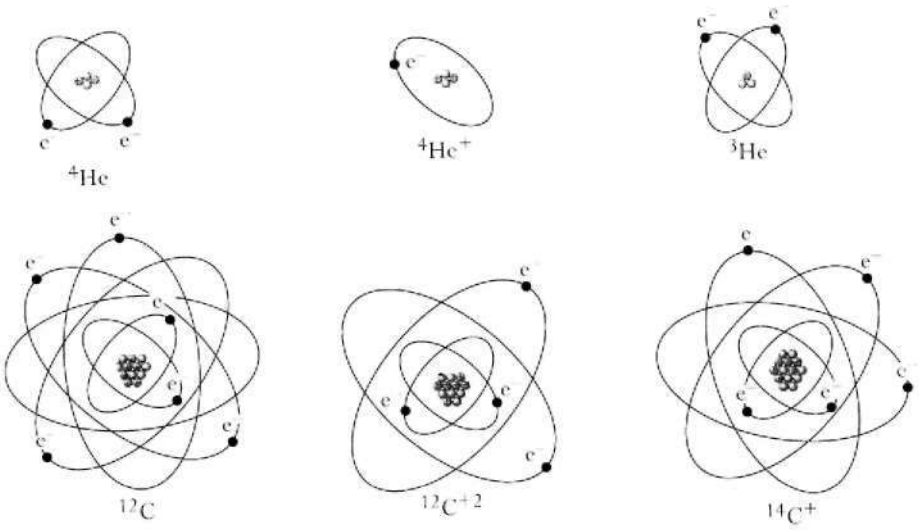


Figura 3: Atomi e isotopi dell'elio e del carbonio.

Per quanto visto, gli elettroni legati a un atomo sono obbligati a muoversi su "orbite" di raggio ben preciso. Quanto maggiore e` il raggio orbitale, tanto piu` elevata e` l'energia totale dell'elettrone. Un elettrone puo` quindi balzare da un'orbita piu` bassa a una piu` alta e quindi ad uno stato eccitato se assorbe un fotone la cui energia eguaglia esattamente la differenza di energia tra le due orbite. Poiche´ pero` la lunghezza d'onda $\lambda$ e` legata alla frequenza dalla relazione $\lambda = c/v$ con c velocita` della luce, la differenza di energia tra le orbite definisce pure la lunghezza d'onda $\lambda$ del fotone assorbito. Al contrario, un elettrone puo` scendere da un'orbita eccitata a una piu` bassa con l'emissione di un fotone della stessa lunghezza d'onda, il che produce l'emissione di una radiazione luminosa, cioe` una riga d'emissione. L'insieme delle righe di emissione o della radiazione emessa in funzione della lunghezza d'onda forma lo *spettro di emissione* della sorgente.

Per capire come si crea la sequenza spettrale delle righe di un elemento, consideriamo l'idrogeno in quanto il suo atomo e` il piu` semplice essendo costituito solo da un protone nel nucleo e da un elettrone che gli orbita attorno. Un gas surriscaldato di idrogeno emette una serie di frequenze discrete che risultano legate fra loro da semplici rapporti matematici. L'emissione piu intensa, la Lyman-alfa, corrisponde alla transizione dal primo stato eccitato (la seconda orbita, con $n = 2$) allo stato fondamentale, $n = 1$. Altre transizioni che finiscono a $n = 1$ (da 3 a 1, da 4 a 1, da 5 a 1 e cosı via) sono denominate Lyman-beta, Lyman-gamma ecc.; un'altra famiglia di righe e` quella delle frequenze che corrispondono alle transizioni che finiscono a$n = 2$ invece che a $n = 1$ : e`la serie di Balmer. Famosa, per la sua importanza in astronomia e` la prima riga di questa serie, la cosiddetta H-alfa. Questa corrisponde ad una lunghezza d'onda di 6563 x 10^{-10} m e cade nella regione rossa dello spettro visibile. Altre serie finiscono a$n = 3$, $n = 4$e cosı via (v. fig. 4).

Tramite lo spettrografo, uno strumento sostanzialmente costituito da un prisma in grado di disperdere le diverse lunghezze d'onda lungo una striscia e di registrarle su una pellicola fotografica, si e` in grado di analizzare la radiazione che lo attraversa. A un estremo dello spettro si troveranno le lunghezze d'onda brevi, all'altro quelle lunghe. In corrispondenza di quelle lunghezze d'onda in cui le transizioni atomiche producono un'elevata quantita` d'emissione, lo spettrografo mostra una linea sottile e molto brillante che e`, appunto, la riga d'emissione.

Come l'idrogeno, gli atomi di ciascun elemento della tabella periodica emettono un particolare insieme di frequenze discrete, le quali producono un insieme caratteristico di righe nello spettro e sono dunque una sorta di impronta digitale di quel particolare elemento. Misurando la distribuzione delle righe spettrali, si riesce pertanto non solo ad individuare la sostanza responsabile della emissione ma pure si riesce a dire

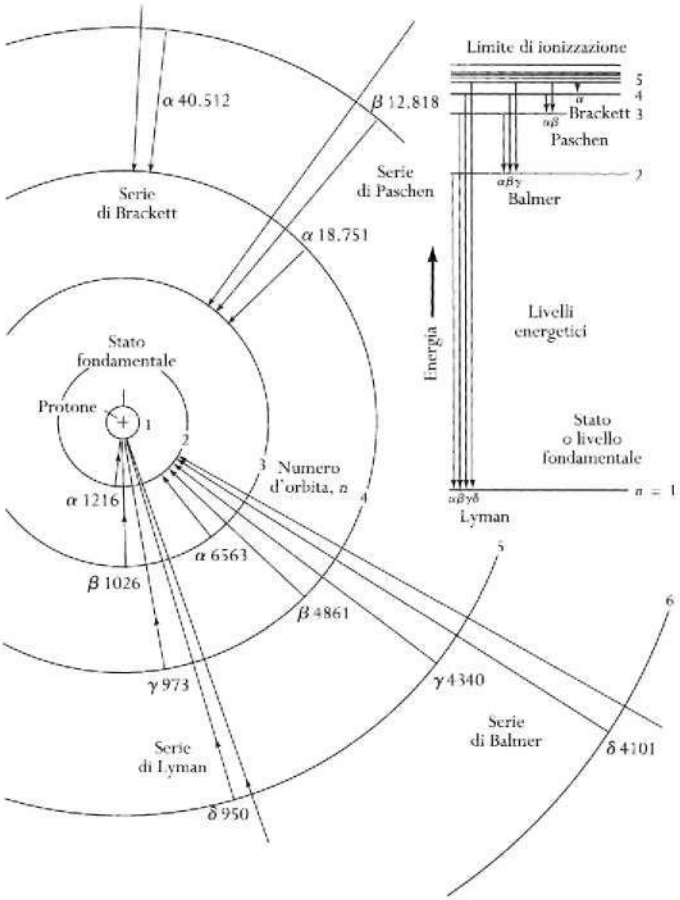


Figura 4: Atomo di idrogeno e livelli energetici.

se un atomo ha perso qualcuno dei suoi elettroni, cioe` se e` ionizzato. In aggiunta, con la misura delle intensita` relative delle diverse righe d'emissione, spesso e` possibile dedurre la temperatura e la densita` del gas. Lo spettro emesso da un gas caldo e poco denso consiste quindi principalmente di righe d'emissione che rendono possibile l'individuazione delle sostanze responsabili dell'emissione e del loro stato fisico.

Diversamente un gas molto denso, oppure opaco, o un corpo solido o liquido surriscaldato (per esempio il filamento di una lampada a incandescenza), emettono radiazioni indistintamente su tutte le possibili lunghezze d'onda. Quest'ultimo tipo di spettro e` detto *continuo* o anche *radiazione di corpo nero*: in questo caso la distribuzione dell'intensita` della radiazione emessa in funzione della lunghezza d'onda dipende solo dalla temperatura del corpo irraggiante. All'interno di una stella la radiazione ha uno spettro quasi esattamente di corpo nero. Uno spettro di corpo nero perfetto non ha strutture o segni distintivi che possano rivelare la natura della materia emittente. Eppure, effettuando determinate misure sullo spettro di una stella possiamo scoprire qual e` la sua composizione chimica. Il Sole, per esempio, ha una temperatura superficiale di circa 5800 gradi. Ma la sua superficie e` composta da strati caratterizzati da temperature lievemente differenti. Quando lo spettro continuo passa attraverso un gas piu` freddo posto lungo la linea di vista, si verifica l'esatto inverso dell'emissione, e cioe` un assorbimento: un elettrone puo` essere spinto a un livello energetico piu elevato da un fotone che abbia esattamente l'energia necessaria per fargli realizzare il salto orbitale:

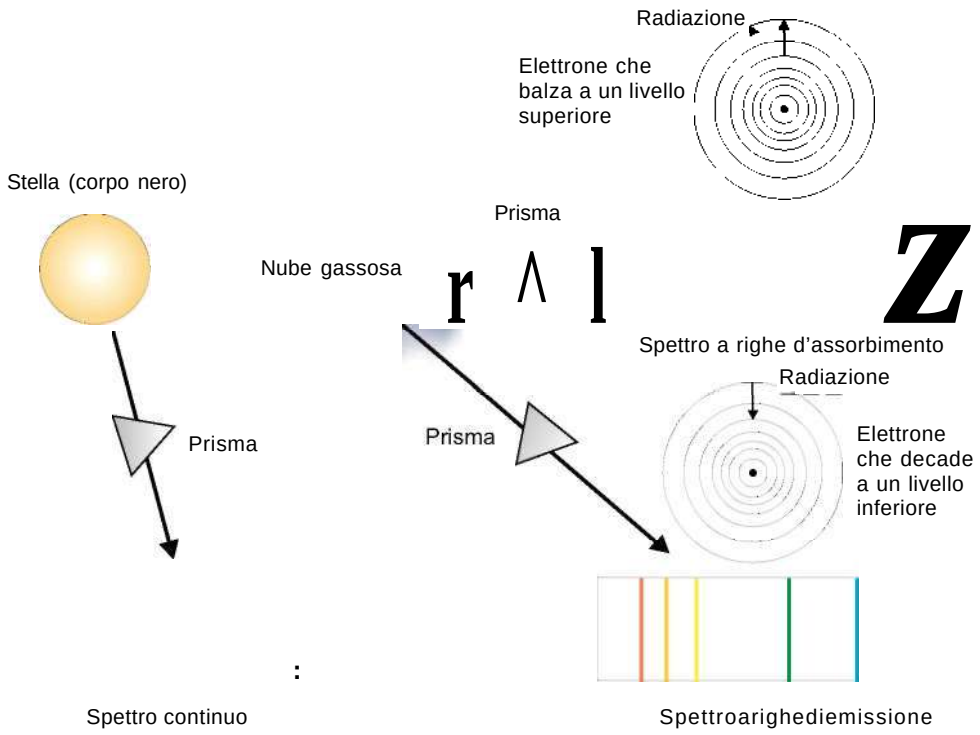


Figura 5: Analisi spettrale della radiazione luminosa.

e` appunto questo processo che avviene negli strati piu esterni delle stelle, dove un'atmosfera gassosa piu` fredda avvolge il gas caldo del disco stellare. La luce delle stelle e` percio` indebolita in corrispondenza delle frequenze assorbite in questa zona, e gli spettri mostrano righe oscure, invece che brillanti, alle lunghezze d'onda caratteristiche degli atomi e degli ioni dell'atmosfera stellare. Le righe di assorbimento appaiono pertanto sovrapposte allo spettro continuo della stella. Vedremo dunque uno spettro di assorbimento quando un gas freddo, a bassa densita`, viene posto di fronte a un corpo nero (o a un'analoga sorgente di radiazione continua) piu` caldo.

3 Particelle elementari

Parlando dell'atomo abbiamo piu` volte nominato le particelle che lo compongono e cioe` l'elettrone, il protone e il neutrone. Per quanto riguarda la radiazione luminosa abbiamo discusso soprattutto degli stati energetici dell'elettrone in quanto strettamente collegati alle lunghezze d'onda emesse o assorbite dall'atomo. I neutroni e i protoni sono invece i responsabili della massa complessiva dell'atomo e sono strettamente legati dalla forza nucleare nel relativo nucleo. Fissato il numero di protoni nel nucleo possono sussistere diverse possibilita` per il numero di neutroni e ciascuna da` origine ad un diverso isotopo dello stesso elemento. A dispetto quindi del nome ("atomo" significa "indivisibile") l'atomo ha una struttura e, almeno in prima approssimazione, lo si puo` descrivere come un insieme di queste tre particelle. E per un breve momento della storia della fisica, parve di essere giunti all'individuazione della struttura ultima della materia: alla fin fine, questa sembrava riconducibile a una combinazione straordinariamente variata di quattro soli "mattoni" fondamentali: le tre particelle dette sopra e il *fotone*, cioe` la radiazione elettromagnetica.

Ma questa speranza si rivelo` ben presto una illusione: gia` nel 1932 venne rilevata una nuova particella del tutto simile all'elettrone ma con carica positiva: il *positrone* o elettrone positivo. La vita di questa particella e` solitamente molto breve, perche´, incontrando un altro elettrone, si annichila con questo generando un

fotone di alta energia: in sostanza una certa massa, coerentemente con la famosa legge $E = mc^2$, si ritrova alla fine sotto forma di energia. A causa di questa proprieta`, il positrone viene identificato con il termine di *antiparticella* dell'elettrone.

Ben presto pero` ci si rese conto che la caratteristica di possedere una corrispondente particella non era peculiare dell'elettrone, ma poteva essere estesa a ogni altra particella che man mano veniva scoperta. E di particelle ne sono state scoperte in continuazione dapprima studiando i raggi provenienti dagli spazi interstellari (i raggi cosmici) e quindi con gli acceleratori terrestri. In quest'ambito i progressi fatti negli ultimi venti o trenta anni sono stati notevoli e, se pur non si puo` affermare di essere giunti ad una conclusione soddisfacente, sono sfociati in una teoria fondamentale, il cosiddetto *modello standard*. Vediamone alcune caratteristiche.

3.1 Costituenti fondamentali della materia

Secondo il modello standard, i costituenti elementari della materia sono raggruppabili in tre insiemi. Il primo insieme e` formato dai cosiddetti *leptoni*, particelle stabili o che decadono in tempi piuttosto lunghi, prive di carica o dotate di carica unitaria. Vi fanno parte l'elettrone, il muone, il tau e i corrispondenti neutrini (v. tabella 1).

particella	**massa** (in m_e)	**carica** (in e)	**vita media** (s)
elettrone	1	**T1**	$> 10^{30}$
neutrino dell'elettrone	$< 9 \times 10^{-5}$	0	$> 10^{30}$
muone	207	**T1**	$2{,}2 \times 10^{-6}$
neutrino muonico	$< 0{,}49$	0	$> 10^{30}$
tau	3478	**T1**	$3{,}3 \times 10^{-13}$
neutrino del tau	< 61	0	–

Tabella 1: I leptoni.

Di questo gruppo le particelle piu` importanti sono senza dubbio l'elettrone e il relativo neutrino. In particolare quest'ultima particella ha assunto negli ultimi anni un ruolo sempre maggiore sia per la comprensione delle reazioni che avvengono nei nuclei stellari che per le teorie cosmologiche sulle prime fasi dell'universo. E dopo la supernova del 1987 i neutrini sono diventati noti pure all'opinione pubblica: in quell'occasione e per la prima volta, l'astronomia a neutrini e` diventata una scienza sperimentale.

Tra tutte le particelle subatomiche, i neutrini sono quelle che interagiscono di meno con la materia: occorrerebbe una muraglia di piombo spessa un anno luce per riuscire ad assorbirne uno. Cio` significa che i neutrini anche se possono indurre tutta una serie di reazioni con altre particelle, queste reazioni devono essere intrinsecamente assai improbabili. Per fortuna il numero di neutrini provenienti dal cosmo e` elevato (dal Sole ne provengono sulla Terra $\mathbf{10^{10}}$ per centimetro quadrato) e quindi, di tanto in tanto, se ne puo` rilevare qualcuno. Uno dei problemi piu` urgenti riguardanti il neutrino e` quello della sua massa: se il neutrino dell'elettrone avesse una massa diversa da zero sarebbe possibile pensare a tutta una serie di trasformazioni tra i vari tipi di neutrino e, forse, risolvere i problemi finora riscontrati sui conteggi di neutrini, tutti inferiori ai valori teorici previsti.[2]

Il secondo gruppo e` costituito dai cosiddetti *quark* (v. tabella 2). Si tratta di sei particelle che si considerano prive di struttura interna, ma che sono dotate di massa variabile da circa 690 masse elettroniche,

[2]Solo da pochi mesi si e` avuta conferma da un esperimento giapponese che la massa del neutrino elettronico dev'essere diversa dallo zero (Le Scienze agosto '98).

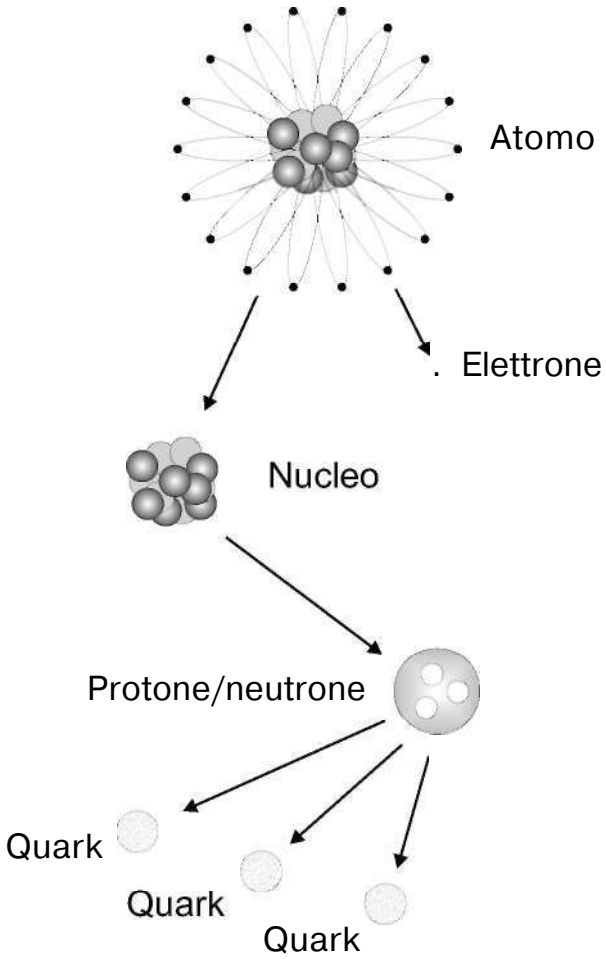


Figura 6: Dall'atomo ai quark.

per il piu` leggero, a circa 340.000 masse elettroniche per il piu` pesante. Una caratteristica particolarmente rilevante di queste particelle e` quella di possedere carica frazionaria rispetto a quella dell'elettrone. Ciascun quark e` collegato, per ragioni teoriche, ad un leptone (fig. 7) e cio` mette in evidenza quanto profonda sia la simmetria della natura a livelli cos`ı fondamentali.

Un'altra caratteristica peculiare dei quark e che il modello standard dell'interazione tra di loro prevede l'impossibilita` di osservarli separati, cioe` liberi dall'interazione con altri quark. Questa previsione si scontra con la nostra abitudine di pensare che cio` che ha una propria individualita`, prima o poi, possa essere separato da cio` a cui si trova legato: tutte le esperienze fatte per mezzo degli acceleratori di particelle non fanno pero` che confermare questa affermazione: i quark, pur esistendo, non si possono osservare direttamente ma solo tramite i loro effetti.

Il terzo e ultimo insieme e` costituito da particelle che mediano le interazioni fra le particelle dei primi due gruppi. Il rappresentante piu` importante e conosciuto di questo gruppo e` senza dubbio il *fotone* o *quanto* dell'interazione elettromagnetica. Questa particella possiede massa e carica nulle e, per questo motivo, si muove alla velocita` della luce: anzi e` la luce! In effetti l'interazione che si produce fra due cariche elettriche e`, dal punto di vista della fisica moderna, l'effetto di uno scambio di fotoni. Abbiamo visto che quando un elettrone passa da uno stato energetico ad un altro emette o assorbe una tale particella. In modo del tutto analogo agiscono la forza gravitazionale e la forza nucleare: corpi soggetti a queste forze continuamente si scambiano particelle appartenenti a questo particolare gruppo.

Utilizzando i quark come enti fondamentali, i leptoni e i quanti che mediano le interazioni, si possono

particella	**massa** (in m_e)	**carica** (in e)
u	685	2/3
d	685	-1/3
s	1018	-1/3
c	3523	2/3
b	10.180	-1/3
t	~ 337.000	2/3

Tabella 2: I quark.

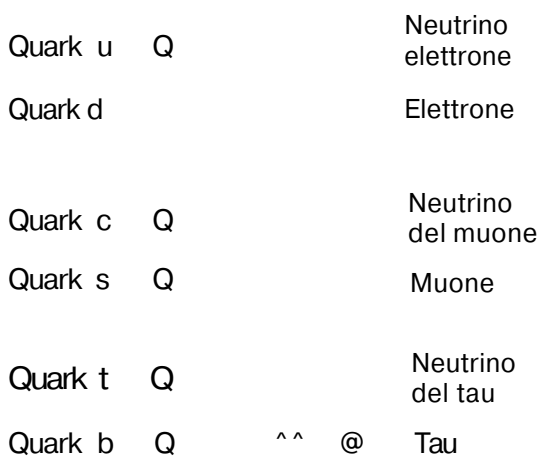


Figura 7: Leptoni e quark.

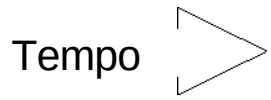
ricostruire tutte le proprieta` delle restanti particelle scoperte e sempre per mezzo del modello standard, si dispone di uno strumento concettuale con il quale, per la prima volta, indagare tutti quei fenomeni dove vengono scambiate tra particelle grandi quantita` di energia come ad esempio nei nuclei stellari o in quelli galattici. In base a questo stesso modello e` possibile ipotizzare quale sia stata l'evoluzione dall'universo nei suoi istanti iniziali e quali scenari possano presentarsi alla sua fine.

4 La termodinamica

Nessun altro prodotto del pensiero scientifico ha contribuito cos`ı tanto alla discussione sulle sorti dell'universo come il secondo principio della termodinamica. Allo stesso tempo, poche discipline scientifiche contengono princ`ıpi cos`ı oscuri. Il nominare il secondo principio spesso richiama visioni di pesanti macchine a vapore, complicati formalismi matematici e il quasi incomprensibile concetto di entropia, tutte esperienze sedimentate durante gli anni giovanili della scuola in molti di noi. Cio` nonostante tenteremo di accennare alle sue importanti conseguenze per almeno, *intuire* quanto sia semplice e quanto vasto sia il suo campo di applicazione.

4.1 Il secondo principio

Nel 1856 il fisico tedesco Hermann von Helmholtz enuncio` quella che e` forse la piu` lugubre previsione di tutta la storia della scienza. L'universo, affermo` Helmholtz, sta morendo. Il fondamento di questa apocalittica affermazione era il cosiddetto *secondo principio della termodinamica*. Formulato originariamente agli



A B C

Figura 8: La “freccia del tempo”.

inizi del XIX secolo come proposizione di natura essenzialmente tecnica riguardante l’efficienza delle macchine termiche, il secondo principio della termodinamica (spesso chiamato, piu semplicemente, il “secondo principio”) si vide ben presto attribuire un significato generale, anzi, addirittura cosmico.

Nella sua versione piu` semplice, il secondo principio stabilisce che il calore passa dal caldo al freddo. Si tratta di una ben nota, e ovvia, proprieta` dei sistemi fisici. La vediamo all’opera ogni qual volta cuociamo una vivanda o lasciamo raffreddare una tazzina di caffe`: il calore passa dalla regione dove la temperatura e` piu` alta a quella dove la temperatura e piu` bassa. Non vi e`, in questo, nessun mistero.

Nella materia il calore si manifesta sotto forma di agitazione molecolare. In un gas come l’aria, le molecole si muovono caoticamente in ogni direzione e si urtano fra loro. Anche in un corpo solido gli atomi si agitano energicamente. Piu` caldo e` il corpo, piu` energica sara` l’agitazione molecolare. Se sono posti a contatto due corpi a diversa temperatura, la piu` energica agitazione molecolare del corpo piu` caldo comunica ben presto la sua attivita` alle molecole del corpo piu` freddo.

Il cubetto di ghiaccio che si scioglie in acqua definisce l’evoluzione spontanea del fenomeno al trascorrere del tempo: il calore si trasmette dall’acqua (calda) al ghiaccio (freddo) e non viceversa (v. figura 8). Un oggetto freddo quindi non si riscalda spontaneamente; analogamente una palla che rimbalza alla fine si ferma, ma una palla in quiete non si mette a rimbalzare spontaneamente.

Il calore cioe` l’energia, scorre seguendo un verso ben preciso, in modo unidirezionale, e questo dimostra che il processo e` asimmetrico rispetto al tempo. Una pellicola cinematografica nella quale si vedesse il calore passare spontaneamente dal freddo al caldo sembrerebbe assurda, come quella che mostrasse la corrente di un fiume risalire le colline o le gocce di pioggia sollevarsi verso l’alto, fino alle nuvole. Possiamo quindi individuare una fondamentale direzionalita` del flusso termico, spesso rappresentata da una freccia che, muovendo dal passato, si dirige verso il futuro. Questa “freccia del tempo” indica la natura irreversibile dei processi termodinamici e da centocinquant’anni esercita il suo fascino sugli studiosi di fisica.

Il secondo principio riconosce l’esistenza in Natura di questa fondamentale asimmetria: sebbene la *quantita`* totale di energia debba conservarsi in qualunque processo (e` questo il *primo principio della termodinamica),* la distribuzione dell’energia stessa cambia in modo irreversibile.

Questa affermazione comprende pure fenomeni che apparentemente non coinvolgono scambi di calore. Se, per esempio, gettiamo una goccia d’inchiostro in acqua l’evoluzione nel tempo e` ben conosciuta: alla fine avremo che l’inchiostro riempira` tutto il volume d’acqua. Se poi tramite un cucchiaino, cerchiamo di raccogliere ancora tutto l’inchiostro (!), pur mettendocela tutta, non riusciremo certamente nell’intento. Un’analogo fenomeno di diffusione coinvolge pure i gas: questi, inizialmente separati in due vani di uno stesso contenitore, dopo aver aperto il rubinetto che li mette in comunicazione, l’evoluzione temporale sara` quella che vede i due gas mescolarsi. Alla fine del processo si otterra` un miscela delle due sostanze. Non si e` mai osservata una diversa evoluzione. Pensate un po’ se potesse accadere il contrario: l’ossigeno di

questa stanza potrebbe "decidere" di uscire dal buco della serratura e dalle fessure con conseguenze, per noi, poco piacevoli! In entrambi i processi di dispersione possiamo riconoscere nettamente il loro carattere di irreversibilita`.

In seguito ai lavori di Helmholtz, Rudolf Clausius e Lord Kelvin si giunse a riconoscere una grandezza chiamata *entropia*, che caratterizza questa irreversibilita` dei cambiamenti che avvengono in un sistema fisico. Nel caso semplice di un corpo caldo a contatto con un corpo freddo, l'entropia puo` essere definita come il rapporto fra l'energia termica e la temperatura. Si consideri una piccola quantita` di calore che scorra dal corpo caldo in direzione del corpo freddo; il corpo caldo perdera` una certa quantita` di entropia e il corpo freddo ne acquistera` una certa quantita`. Poiche´ pero` e` in gioco la medesima quantita` di energia termica (mentre le temperature sono diverse), l'entropia acquistata dal corpo freddo sara` maggiore di quella perduta dal corpo caldo. Di conseguenza, l'entropia complessiva del sistema corpo caldo piu` corpo freddo aumenta.

Il secondo principio della termodinamica afferma quindi che l'entropia di un tale sistema non puo` mai diminuire, perche´ una diminuzione di essa implicherebbe che una parte del calore e` passata spontaneamente dal freddo al caldo. Un'analisi piu` completa consente di generalizzare questa legge a tutti i sistemi chiusi:

l'entropia non diminuisce mai.

Se il sistema include un refrigerante (il comune frigorifero), che puo` far passare il calore dal freddo al caldo, per totalizzare l'entropia del sistema bisogna tener conto dell'energia consumata per far funzionare il refrigerante. Il consumo energetico aumenta esso stesso l'entropia. L'entropia creata dal funzionamento del refrigerante supera di gran lunga la riduzione di entropia risultante dal trasferimento di calore dal freddo al caldo.

Anche nei sistemi naturali, come quelli costituiti dagli organismi biologici o dalla formazione dei cristalli, l'entropia di una parte del sistema spesso diminuisce, ma questa diminuzione e` sempre compensata da un aumento di entropia in un'altra parte del sistema. Nel complesso, l'entropia non diminuisce mai.

4.2 Dall'ordine al caos

Se l'universo come un tutto puo` essere considerato un sistema chiuso in base al fatto che "al di fuori di esso" non vi e` nulla, allora il secondo principio della termodinamica consente di avanzare un'importante previsione: l'entropia totale dell'universo non diminuisce mai, ma aumenta inesorabilmente. Un buon esempio e` fornito dal Sole, il quale irraggia continuamente calore nelle fredde profondita` dello spazio. Il calore si diffonde in tutto l'universo e non torna mai indietro: e` un processo vistosamente irreversibile. Ma ritorniamo per un momento ancora ad un esempio concreto e di diretta esperienza. Prendiamo una scatola e dividiamola in due parti con una barriera: da una parte disponiamo un certo numero di palline bianche, dall'altra delle palline nere. Se togliamo la divisione e muoviamo la scatola in modo che ci possano essere degli urti tra le palline, dopo breve tempo queste saranno tutte mescolate. L'esperienza ci dice che continuando a muovere la scatola sara` molto difficile ritornare nella situazione iniziale, tanto piu` difficile tanto maggiore e` il numero di palline. Una interpretazione sostanzialmente analoga si da` pure della diffusione di due gas o della goccia di inchiostro che diffonde in acqua. Solo che ora possiamo evidenziare un'altra conseguenza del secondo principio.

All'inizio della prova, la disposizione delle palline era, dopo tutto, ordinata, nel senso che potevamo distinguere con un'occhiata le palline bianche dalle nere. Alla fine invece, lo stato raggiunto e` di completo disordine e non riusciamo piu` a distinguere macroscopicamente le bianche dalle nere. Lo stesso succede per la diffusione dei gas e per la goccia d'inchiostro. L'evoluzione spontanea dei fenomeni porta quindi, non solo verso stati a maggiore entropia ma pure da situazioni di ordine a situazioni di disordine. In altre parole si passa da stati dove sussiste la capacita` di distinguere e ordinare cioe` da situazioni coerenti a stati di disordine dove questa coerenza e` stata distrutta. L'affermazione che *l'energia tende a disperdersi* coglie quindi un altro aspetto fondamentale del secondo principio.

Siamo quindi giunti al nocciolo dell'interpretazione del secondo principio. In un qualsiasi sistema fisico l'energia si conserva al variare del tempo ma il sistema evolve nella direzione che implica

- un aumento dell'entropia e un equivalente
- aumento del disordine.

Tutto cio` non significa che non si possano produrre configurazioni ordinate: gli atomi in un cristallo rappresentano certamente una situazione ordinata e questi in un qualche momento devono evidentemente essersi formati. Cos`ı gli atomi che vanno a formare una stella rappresentano una situazione senza dubbio piu` ordinata rispetto alla nube interstellare da cui provengono ma, qualunque sia la scala di grandezze coinvolte, per il secondo principio l'ordine puo` nascere dal caos: esso scaturisce localmente da disordine prodotto altrove.

Viene spontaneo, a questo punto, domandarsi: l'entropia dell'universo potra` continuare ad aumentare in eterno? Immaginiamo che un corpo caldo e un corpo freddo siano posti a contatto in un contenitore ermeticamente chiuso. L'energia termica scorre dal caldo verso il freddo e l'entropia aumenta, ma a poco a poco il corpo freddo si riscaldera` e il corpo caldo si raffreddera` fino a quando avranno entrambi la stessa temperatura. Allorche´ questo stato e` raggiunto, non vi sara` piu` alcun trasferimento di calore: il sistema all'interno del contenitore avra` raggiunto una temperatura uniforme, uno stato stabile di massima entropia e di massimo disordine che prende il nome di equilibrio termodinamico. Nessun altro cambiamento ci si deve attendere finche´ il sistema rimane isolato; ma se i corpi vengono perturbati in qualche modo, per esempio introducendo un'ulteriore quantita` di calore dall'esterno del contenitore, allora si sviluppera` un'ulteriore attivita` termica e l'entropia aumentera` fino a un massimo, superiore al precedente.

Che cosa ci dicono, questi fondamentali princ`ıpi termodinamici, sui cambiamenti astronomici e cosmologici? Hermann von Helmholtz, pur ignorando l'esistenza delle reazioni nucleari (quale fosse la sorgente dell'immensa energia solare era, ai suoi tempi, un mistero), cap`ı che l'intera attivita` fisica dell'universo tende verso uno stato finale di equilibrio termodinamico, o di massima entropia, dopo il quale e` probabile che nulla di rilevante accada per tutta l'eternita`. Questa tendenza unidirezionale verso l'equilibrio e l'uniformita` fu chiamata dai primi studiosi di termodinamica la *morte termica* dell'universo. Si ammetteva, certo, che i singoli sistemi potessero essere rivitalizzati a opera di qualche perturbazione esterna; ma poiche´ l'universo non ha, per definizione, alcun "esterno", nulla avrebbe potuto impedire la morte termica del cosmo. Sembra quindi che a questa morte non sia possibile sfuggire. . .

«Particelle, particelle, particelle...»

Biblioteca Comunale di Monticello Conte Otto

Lezione 2. L'evoluzione stellare

Guardando il cielo sereno di notte, possibilmente distante dalle luci della citta`, si vedono chiaramente molte stelle. Se poi si abita in montagna, questa "esperienza" in certe notti invernali puo` essere entusiasmante. Comunque appare evidente che, in un qualche modo, la natura e` riuscita a creare una quantita` incalcolabile di stelle. Per la sola nostra Via Lattea il loro numero si aggira attorno ai 100 miliardi. Come se cio` non bastasse, ancora oggi continuano a nascere stelle, a 10 o 20 miliardi di anni dall'inizio dell'Universo.

Per secoli le stelle hanno simboleggiato la permanenza, l'immutabilita` e la perfezione del cosmo, in contrasto con la mutevolezza delle sorti terrestri ed umane. Eppure anche le stelle nascono, vivono e muoiono. Ma come si formano le stelle? A quali trasformazioni vanno incontro prima di assestarsi nella condizione, relativamente stabile, nella quale si trova oggi il nostro Sole? Come muoiono? A queste domande cercheremo di rispondere in questo incontro.

5 Stelle giovani

Dal punto di vista fisico una stella e` una sfera di gas caldo tenuta insieme dalla propria gravita`. Sono il calore e la pressione sviluppati dalle reazioni nucleari che si svolgono al suo interno, soprattutto la fusione dell'idrogeno in elio, a impedire che la stella collassi per l'effetto stesso della propria attrazione gravitazionale. La vita di questo sistema ha uno svolgimento ben definito: le stelle nascono condensandosi da una nube diffusa di gas interstellare e muoiono quando, esaurito il combustibile nucleare, scompaiono alla vista trasformandosi in nane bianche, stelle di neutroni o buchi neri.

Da quanto detto si potrebbe dedurre che descrivere nei particolari la nascita di una stella e le prime fasi della sua evoluzione non debba presentare delle difficolta` di rilievo; tuttavia la complessita` delle interazioni tra la pressione termica proveniente dall'energia prodotta nel nucleo e la gravita` induce nelle stelle giovani comportamenti che potrebbero sembrare controintuitivi. Pensiamo ad esempio, quale dovrebbe essere l'evoluzione della luminosita` di una stella cioe` quale potrebbe essere l'andamento della quantita` di energia che la stella emette attraverso la sua superficie nell'unita` di tempo: dato che la temperatura interna di una stella in formazione e` troppo bassa per indurre la fusione dell'idrogeno, anche la luminosita` dovrebbe essere relativamente bassa, per crescere quando inizia la fusione e poi affievolirsi progressivamente. Una stella giovanissima e` invece estremamente luminosa e si affievolisce al passare del tempo, raggiungendo un minimo temporaneo proprio nel momento in cui ha inizio la fusione nucleare dell'idrogeno.

E` evidente quindi che durante le primissime fasi di vita delle stelle, si deve verificare tutta una serie di fenomeni fisici che solo negli ultimi 20 anni si e` cominciato a comporre in una teoria sufficientemente organica.

5.1 Nubi molecolari

Le stelle condensano per effetto della propria gravita` a partire da grandi nubi, non osservabili nella regione visibile dello spettro ma che sono presenti in gran quantita` nel disco delle galassie a spirale, denominate *complessi giganti di nubi molecolari*. Il termine "molecolari" indica che il gas e` costituito per lo piu` da idrogeno allo stato molecolare (quindi come il comune idrogeno qui sulla terra, molecola costituita dal legame i due atomi di idrogeno). Questi sistemi, il cui diametro raggiunge a volte i 300 anni luce, sono le strutture piu` massicce della Galassia.

Un piu` attento esame rivela che le stelle si sviluppano da addensamenti isolati contenuti nei complessi giganti di nubi molecolari, i cosiddetti *nuclei densi*. Per lo studio delle proprieta` di tali strutture si usano i

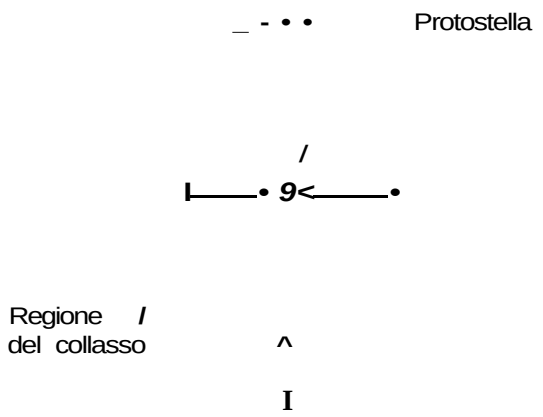


Figura 9: Collasso di un nucleo denso.

radiotelescopi, gli unici strumenti in grado di rivelare la debole radiazione a lunghezze d'onda millimetriche proveniente dalle nubi molecolari in particolare da gas quali il monossido di carbonio ***(CO)*** e monosolfuro di carbonio. Studiando l'emissione di questi gas si e` visto che di norma, un nucleo denso ha un diametro di alcuni mesi luce, una densita` di 30.000 molecole di idrogeno per centimetro cubo e una temperatura di circa 10 gradi kelvin. In queste condizioni la pressione esercitata dal gas di un nucleo denso e` quasi esattamente quella necessaria a bilanciare l'azione di compressione dovuta all'attrazione della gravita` del nucleo stesso. *Lo stato a partire dal quale il nucleo si contrae in una stella e` quindi uno stato leggermente instabile in cui la forza di gravita` e` appena piu` intensa della pressione.* Se non e` ancora ben chiaro come faccia il nucleo denso stesso a condensare dal complesso di nubi molecolari che lo contiene, e` invece abbastanza conosciuta l'evoluzione che puo` subire uno di tali nuclei. Vediamo le linee principali (fig. 9).

Tutte le simulazioni sviluppate indicano che le nubi in condizioni di instabilita` non eccessiva collassano partendo dall'interno verso l'esterno. Cio` significa che il materiale piu` vicino al centro e` il primo a subire un vero e proprio collasso con caduta libera, mentre il gas situato piu` all'esterno rimane ancora fermo. In seguito il confine della regione che partecipa al collasso si espande progressivamente all'esterno attraverso la nube.

Nel cuore della regione che subisce il collasso le collisioni tra masse di gas cominciano a dare origine alla stella. Questa ha un diametro di un secondo luce appena, pari a un decimilionesimo di quello del nucleo denso cosicche´ il parametro che piu` conta e` la quantita` di materia che vi cade ossia in termini piu` tecnici la velocita` di accumulo (o accrescimento). Per un nucleo denso normale tale velocita` raggiunge valori di una massa solare in un periodo compreso tra 100.000 anni e un milione d'anni.

L'oggetto che si forma al centro della nube che subisce il collasso si chiama *protostella.*

5.2 Fasi protostellari

Sempre tramite le simulazioni al computer si e` riusciti a realizzare un modello capace di descrivere la fase protostellare. In tal modo si e` quindi scoperto che il gas in caduta collide con la protostella a velocita` molto elevata, tanto da non riuscire a rallentare prima di raggiungerne la superficie. Il gas viene invece a scontrarsi con un fronte d'urto molto netto consistente in una brusca variazione della pressione, che lo arresta rapidamente. All'interno di questo fronte d'urto il gas si riscalda fino a quasi un milione di gradi e poi si raffredda rapidamente fino a 10.000 gradi andando a depositarsi sulla protostella in formazione.

Questo fronte d'urto consente di spiegare la grande luminosita` delle stelle giovani. Se la massa della protostella e` pari ad una massa solare, la luminosita` emessa dal gas quando incontra il fronte d'urto supera di 10-60 volte quella del Sole. L'estrema brillantezza di queste stelle appena nate non e` quindi dovuta alla

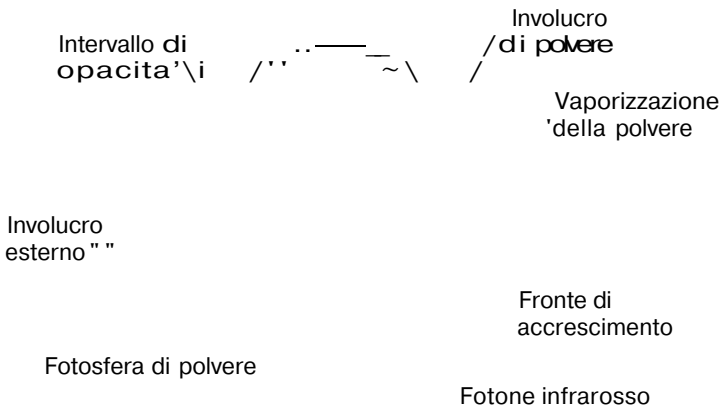


Figura 10: Interazioni della protostella con la materia.

fusione nucleare, come avviene nelle stelle normali, ma all'energia cinetica della materia che viene attratta verso il centro dalla gravita`.

Interessante e` pure capire come si possa osservare l'emissione luminosa delle protostelle. In tal caso i telescopi ottici non sono particolarmente utili mentre risultano fondamentali i telescopi ad infrarosso montati su satelliti.

Tutto il gas dello spazio interstellare, compreso quello da cui si formano le stelle, contiene polvere formata da particelle solide di dimensioni inferiori al millesimo di millimetro. I fotoni (cioe` la luce) che si propagano verso l'esterno a partire dal fronte d'urto finiscono cos`ı per incontrare grandi quantita` di questi granuli di polvere, granuli che sono in caduta verso il centro insieme al gas del nucleo denso originario (fig. 10). La polvere non riesce a raggiungere la superficie della protostella perche´ il calore intenso emesso dal fronte d'urto la vaporizza; la regione nella quale si verifica questa vaporizzazione prende il nome di *intervallo di opacita`*. Piu` all'esterno invece la temperatura e` abbastanza bassa da permettere l'esistenza dei granuli di polvere. I granuli freddi assorbono i fotoni prodotti nel fronte d'urto e li riemettono a lunghezze d'onda maggiori; questi nuovi fotoni verranno poi assorbiti a loro volta da polvere ancora piu` lontana dal centro. I fotoni quindi si fanno strada attraverso la materia che costituisce la nube lungo percorsi tortuosi, fino a che la loro lunghezza d'onda media cade ben addentro alla regione infrarossa dello spettro elettromagnetico. Ad una distanza dal centro che corrisponde ad alcune ore luce dalla protostella e che delimita la cosiddetta *fotosfera di polvere*, la lunghezza d'onda dei fotoni diventa troppo grande perche´ essi vengano assorbiti dalla polvere; i fotoni possono quindi raggiungere senza altri ostacoli i telescopi per l'infrarosso sulla Terra.

In casi particolari le protostelle, ancora trasparenti nell'infrarosso, possono essere osservate pure nel visibile come regioni oscure che spiccano sullo sfondo brillante della Via Lattea o di una nebulosa brillante: sono i cosiddetti *globuli di Bok*.

5.3 Innesco delle reazioni di fusione

Quando la protostella ha accumulato abbastanza materia da raggiungere una massa pari a qualche decimo di quella del Sole, la temperatura al centro diventa sufficiente per indurre la fusione nucleare. Nelle protostelle pero`, il processo assume caratteristiche molto diverse da quelle che si osservano nelle stelle della sequenza principale, stelle di mezza eta` come il Sole che si trovano in uno stato di equilibrio a lungo termine. In queste stelle la reazione principale e` quella di fusione dei nuclei di idrogeno.

L'idrogeno e` l'elemento chimico piu` comune nell'universo. Nel Big Bang esso e` stato prodotto soprattutto nella sua forma isotopica normale, di atomo con un nucleo costituito da un solo protone. Circa due nuclei di idrogeno su 100.000 sono pero` nuclei di deuterio, costituiti da un protone e un neutrone; questo

isotopo fa parte, come l'idrogeno, del gas interstellare che viene a essere inglobato nelle nuove stelle. E` davvero sorprendente quanto sia importante il ruolo che questa impurezza in traccia svolge nella vita delle protostelle. L'interno di una protostella non e` ancora abbastanza caldo da permettere la fusione dell'idrogeno normale, una reazione che si verifica a una temperatura di 10 milioni di gradi, ma raggiunge facilmente, grazie alla compressione dovuta alla forza di gravita`, la temperatura di un milione di gradi necessaria ad avviare la fusione del deuterio, anch'essa in grado di emettere notevoli quantita` di energia.

Poiche´ la materia che costituisce la protostella e` gia` troppo opaca per trasmettere questa energia per irraggiamento cioe` attraverso radiazione, la stella diviene instabile dal punto di vista convettivo: bolle di gas riscaldato dalla combustione nucleare cominciano a risalire verso la superficie. A equilibrare questo moto ascensionale provvede la discesa di gas piu` freddo verso il centro; si instaura cos`ı una circolazione convettiva analoga a quella che avviene, su scala evidentemente diversa, in una stanza riscaldata da un calorifero. In una protostella pero`, i vortici circolanti trascinano l'altro deuterio che si e` appena depositato sulla superficie, trasportandolo rapidamente verso il centro dove subisce fusione e libera altra energia. Il flusso discendente del ciclo convettivo apporta quindi continuamente nel centro della protostella il combustibile necessario ad alimentare sia la fusione nucleare sia la convezione stessa.

Benche´ la concentrazione dei nuclei di deuterio sia bassa, il calore liberato durante la fusione ha un influsso notevole sulla protostella. L'effetto principale della combustione del deuterio e` di far espandere la stella: dato che la convezione e` un sistema efficiente di distribuzione del calore, l'entita` dell'espansione dovuta alla fusione del deuterio e` una caratteristica che dipende solo dalla massa dell'oggetto. In una protostella di 1 M_Q (con M_Q intenderemo da qui in avanti, la massa del Sole) il raggio diventa pari a 5 raggi solari, mentre una protostella di 3 M_Q, puo` espandersi fino a raggiungere i 10 raggi solari.

5.4 Problemi

Un tipico nucleo denso contiene evidentemente piu` massa di quella che alla fine andra` a costituire la nuova stella. Deve quindi esistere un qualche meccanismo capace di espellere la massa in eccesso e arrestare l'accrescimento. La grande maggioranza degli astronomi e` convinta che il responsabile sia un vento molto intenso emesso dalla superficie della protostella, che respinge il gas in arrivo fino a disperdere tutto il nucleo denso. A questa ipotesi si giunge in base alle numerose osservazioni di flussi di gas molecolare che si allontanano da sorgenti di radiazione infrarossa. Questo vento, non ancora osservato direttamente, dovrebbe respingere verso l'esterno materia e radiazione a velocita` molto maggiore del vento emesso dalle stelle della sequenza principale. La sua causa resta comunque uno dei misteri piu` fitti dello studio della formazione delle stelle (fig. 11).

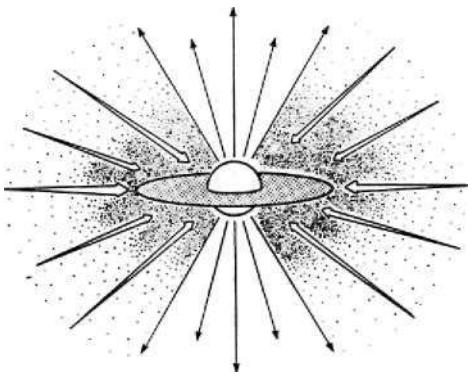


Figura 11: Venti protostellari polari e gas in caduta.

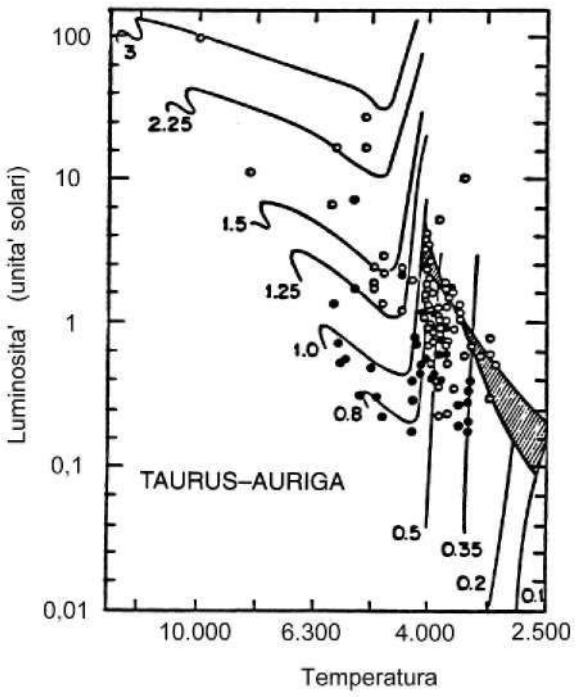


Figura 12: Diagramma H-R e tracce di Hayashi.

5.5 Stelle neonate

Dopo la dispersione del nucleo denso per azione del forte vento uscente dalla protostella, l'oggetto si presenta ora visibile agli strumenti ottici: e` una stella del tipo *pre–sequenza principale*. Queste stelle, come le protostelle, sono molto luminose e anche in questo caso e` l'attrazione gravitazionale e non la fusione nucleare a essere responsabile della luminosita`. La pressione del gas nell'interno della stella le impedisce di subire un collasso totale; il calore che genera questa pressione, pero`, viene irradiato dalla superficie della stella che quindi brilla intensamente e si contrae a poco a poco.

Via via che la stella si fa piu` compatta la temperatura interna aumenta sempre piu` fino a raggiungere i 10 milioni di gradi circa. A questo punto, l'idrogeno comincia a trasformarsi in elio. L'aumento di pressione dovuto al calore sviluppato da questa reazione blocca la contrazione e la stella entra nella sequenza principale. Al Sole, una tipica stella alimentata dalla combustione dell'idrogeno, sono occorsi circa 30 milioni di anni per contrarsi dalle dimensioni maggiori che aveva da protostella fino a quelle attuali; poi il calore liberato dalla fusione dell'idrogeno ha mantenuto costanti le sue dimensioni per circa 5 miliardi di anni.

La descrizione dell'evoluzione stellare fin qui proposta e` coerente con le attuali teorie fisiche e i fenomeni nucleari conosciuti, ma le teorie hanno bisogno del sostegno dei dati e in questo caso, i dati consistono in misurazioni delle caratteristiche di numerose stelle in fasi diverse della loro evoluzione. Il metodo piu` comodo per esprimere i risultati di queste misurazioni e` quello di utilizzare il diagramma di Hertzsprung–Russel, o H-R, dove e` possibile sintetizzare l'evoluzione delle stelle osservabili nella banda ottica.

Il diagramma H-R riporta in ordinata la luminosita` delle stelle e in ascissa la loro temperatura superficiale. Le stelle della sequenza principale, come il Sole, che sono alimentate dalla fusione dell'idrogeno, si dispongono su una curva che attraversa il diagramma in diagonale. Il maggiore o minore scostamento da questa dipende da un unico parametro, la massa della stella.

Le stelle pre–sequenza principale, essendo piu` luminose di quelle di pari massa della sequenza principale, si trovano pertanto al di sopra della curva di quest'ultima nel diagramma H-R. La luminosita` diminuisce

col passare del tempo perche´ la contrazione della stella riduce l'area superficiale capace di emettere radiazione. Ne consegue che il punto rappresentativo della stella si sposta lungo un percorso ben definito, uguale per tutte le stelle di una certa massa, chiamato *traccia di Hayashi,* astronomo dell'universita` di Kyoto che per primo negli anni sessanta calcolo` le caratteristiche delle stelle di pre-sequenza. Nella fig. 12 si rappresentano le tracce di Hayashi per protostelle con masse da **0,1** $M_{\odot}$ a 3 $M_{\odot}$. Le stelle pre-sequenza principale entrano nel diagramma sulla curva della nascita (tratteggiata nella figura) e si spostano lungo linee ben precise fino a raggiungere la sequenza principale.

Le osservazioni di ammassi giovani vicini (gruppi di stelle inframmezzate da gran quantita` di gas) hanno rivelato che molte stelle che li costituiscono si trovano al di sopra della sequenza principale. Quelle che si trovano vicino alle tracce di Hayashi corrispondenti a masse pari o inferiori a quella del Sole sono denominate *stelle T Tauri,* mentre le loro controparti di massa maggiore si chiamano *oggetti Herbig Ae* e *Be.* Le posizioni osservate delle stelle T Tauri e di quelle Herbig Ae e Be e delle stelle che espellono flussi di gas sono coerenti con la teoria: sono comprese tra la curva della nascita e la sequenza principale. La stessa teoria fornisce i tempi di permanenza delle prime fasi evolutive: questi sono riassunti dalla tabella 3 e confermano ancora una volta come le stelle di grande massa percorrano anche queste fasi in modo molto piu` rapido di quelle con masse prossime o inferiori ad una $M_{\odot}$.

massa	**tempo della contrazione**	**tempo in sequenza principale**
(sole = 1)	(milione di anni)	(milione di anni)
0,5	300	200.000
1	75	10.000
2	15	1.200
5	1,5	150
10	0,5	50
25	0,1	5

Tabella 3: Tempi di permanenza nelle prime fasi evolutive.

5.6 Sottoprodotti

I modelli che descrivono la nascita delle stelle "prevedono" un sottoprodotto di notevole importanza: i dischi circumstellari. Si ritiene che siano questi dischi a costituire la materia prima per la formazione dei sistemi planetari (fig. 13).

Un disco si forma perche´, come gia` notato, non tutta la materia che collassa all'interno di un nucleo denso raggiunge direttamente la protostella. Inoltre il processo, qualunque esso sia, che ha dato origine al nucleo denso deve aver quasi sicuramente impresso al sistema una rotazione all'inizio del collasso. Per questo motivo quando nel nucleo denso in rotazione il gas piu` esterno inizia a cadere verso la protostella, se la rotazione e` sufficiente, questo puo` anche non raggiungerla. Il gas si dispone allora in orbita attorno alla protostella e assume via via una forma a disco.

Recentemente sono state ottenute diverse indicazioni dell'esistenza di tali dischi e sono oramai diverse le immagini che mostrano la presenza di materia in forma di veri e propri dischi circumstellari attorno a stelle giovani.

6 Esplosioni stellari

L'assestarsi di una stella nella fase di sequenza principale cioe` l'entrata nella sua "vita adulta" con la combustione per fusione nucleare dell'idrogeno presente nel nucleo, non significa necessariamente che questo

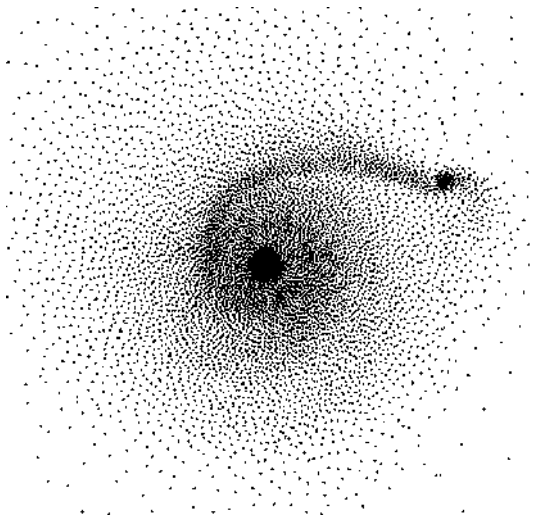


Figura 13: Risultato di una simulazione in un sistema stella–disco.

lungo periodo si accompagni ad una fase di stabilita` nella emissione luminosa. In altri termini non e` detto che una stella mantenga (come fara` il Sole) una luminosita` sostanzialmente costante per tutto questo periodo. In effetti questo scenario e` applicabile solo nel caso che le stelle non appartengano a sistemi stellari dove due o piu` stelle interagiscono fortemente tra di loro cioe` se non appartiene a sistemi doppi (o tripli . . .). Se la stella appartiene ad un tale sistema, e sono la maggioranza, l'evoluzione stellare subisce variazioni significative e, come vedremo, possono produrre eventi di notevole interesse, quali esplosioni di parti consistenti della stella.

6.1 Le novae

Il termine latino "novae", introdotto alla fine del Cinquecento da Tyco Brahe, vuole designare quelle stelle apparse improvvisamente in cielo e mai osservate prima. Nel corso dei secoli furono osservate di tanto in tanto in cielo "stelle nuove" apparse la` dove non erano mai state viste stelle. Con la strumentazione moderna, ogni anno si possono osservare una dozzina di queste brusche variazioni nella luminosita` di alcune stelle, benche´ la gran parte di esse non possono essere apprezzate a occhio nudo. Anche oggi quindi, questo fenomeno e` noto come l'apparizione di una *nova*. Ma a che cosa e` dovuto questo improvviso aumento di splendore, in alcuni casi pari anche ad un milione di volte la luminosita` normale?

Partiamo dalla constatazione che la maggioranza delle stelle appartiene a sistemi binari. Poiche´ inoltre in questi sistemi le masse delle due componenti sono generalmente diverse, diverse possono essere le tracce evolutive di ciascuna in quanto il periodo di appartenenza alla sequenza principale e` legato alla massa stellare. In particolare a massa maggiore corrisponde una maggiore efficienza delle reazioni e quindi una vita media minore. Sappiamo pure che il prodotto finale dell'evoluzione stellare sono le *nane bianche*, stelle che concentrano una quantita` di materia pari a quella del Sole in un volume non superiore a quello della Terra.

Consideriamo quindi un sistema binario assai allargato, in cui un membro ha massa molto maggiore dell'altro (fig. 14–a). La stella di grande massa, attorno alla quale orbita l'altra, evolve rapidamente, trasformando in elio il proprio idrogeno tramite il ciclo *CNO* che coinvolge il carbonio, l'azoto e l'ossigeno. Alla fine di questa fase la stella diventa una gigante rossa e si espande, inglobando la compagna piu` piccola.

Le due stelle continuano a orbitare una intorno all'altra all'interno dell'involucro gassoso comune, cedendo a questo energia. In seguito a questo trasferimento di energia, il gas viene espulso dal sistema e le due stelle si avvicinano progressivamente l'una all'altra lungo un percorso a spirale (fig. 14–b). Alla fine,

A

B

Figura 14: Formazione di una nova (a,b).

quando tutta la materia della stella piu` grande che si estendeva oltre l'orbita di quella piu` piccola e` andata perduta, il periodo di evoluzione nell'"involucro comune" ha termine, e il sistema si trasforma in una binaria stretta (fig. 15-c).

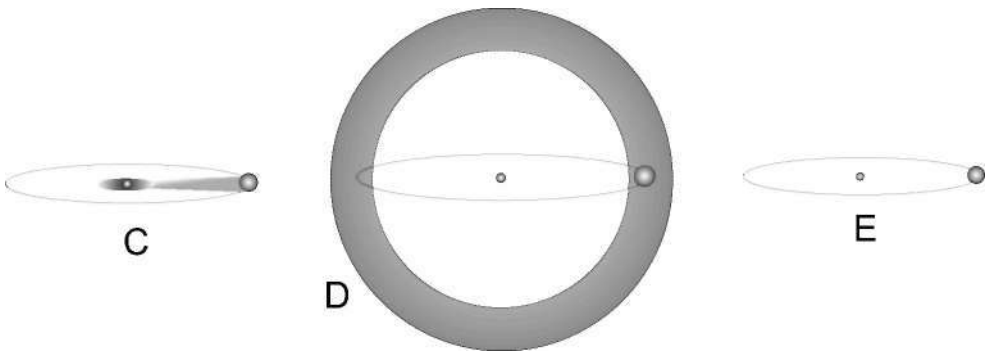


Figura 15: Formazione di una nova (c, d, e).

La stella di grande massa inoltre, avendo oramai consumato tutto il proprio combustibile, e` diventata una nana bianca compatta, mentre la sua compagna e` rimasta piu` o meno com'era all'inizio, in sequenza principale.

Per la estrema vicinanza delle due stelle (si pensi che il periodo orbitale puo` anche essere di poche ore) la compagna della nana bianca perde via via del gas che, dopo aver formato un disco di accrescimento che turbina attorno alla nana bianca centrale, cade sulla superficie di quest'ultima (fig. 15–c). Essendo ricco di idrogeno questa materia va a rifornire la nana bianca di nuovo combustibile. La gravita` molto intensa della nana bianca rende conto degli eventi successivi. Difatti questa comprime il gas durante la caduta e se questo, accumulandosi sulla superficie raggiunge valori pari a 100 volte la massa della Terra, la temperatura raggiunge i milioni di gradi necessari per innescare la fusione dei nuclei di idrogeno in elio. La materia diventa quindi ancora piu` calda, accelerando sempre piu` la fusione, fino a dare origine a reazioni termonucleari incontrollate come quelle che si hanno in una bomba a idrogeno.

Quando la temperatura nelle profondita` degli strati che si sono accumulati supera i 30 milioni di gradi, la materia comincia a mescolarsi in maniera turbolenta con gli strati sovrastanti. La regione di mescolamento si espande verso la superficie, portando con se` calore e materia provenienti dall'interno. Entro pochi minuti gli strati superficiali, insieme con i prodotti della fusione e con elementi del nucleo della nana bianca, sono espulsi nello spazio con un fantasmagorico lampo di luce (fig. 15–d). ... E una "stella nova" illumina il cielo.

Nessuno ha mai osservato i primissimi minuti dell'esplosione di una nova. Le simulazioni prevedono

che la temperatura in superficie possa superare il milione di gradi e che i gas caldissimi possano essere espulsi a una velocita` di oltre 5000 km/s. In seguito all'aumento improvviso di volume, il gas si raffredda; entro poche ore la radiazione emessa passa dalla regione X dello spettro a quella ultravioletta, di minor energia. Contemporaneamente l'area del gas aumenta, rendendo la nova sempre piu` brillante anche se la sua temperatura va diminuendo. Poi, con un'ulteriore espansione e raffreddamento, gradualmente la luminosita` complessiva inizia a diminuire riprendendo, dopo un periodo di poche settimane o pochi mesi, i valori iniziali. Dopo qualche anno potremo fotografare una nube in espansione attorno all'astro.

Il ciclo puo` quindi ricominciare e la nana bianca puo` risucchiare dell'altra materia alla vicina. Ancora, dopo un periodo di un centinaio di migliaia di anni, si potra` osservare un'altra esplosione. Alla fine che cosa rimane? Di certo questa successione di eventi lascia una binaria stretta (fig. 15–e) con masse complessivamente inferiori a quelle iniziali ma ancora non si conosce quale possa essere l'effetto a lungo termine di una serie di esplosioni di nova sull'evoluzione sia della nana bianca che della stella compagna di sequenza principale.

7 Esplosioni di supernovae

Un meccanismo del tutto diverso sta invece all'origine delle esplosioni di supernova. La morte di una grande stella e` un fenomeno improvviso e violento. La stella si evolve tranquillamente per milioni di anni attraverso numerosi stadi di sviluppo, ma, quando, il combustibile nucleare si esaurisce, collassa sotto il proprio peso in meno di un secondo. Gli eventi principali del collasso durano appena qualche millesimo di secondo. Quello che segue e` una supernova, un'esplosione incredibile, la piu` potente dopo il Big Bang che ha dato origine all'universo.

Una singola stella che esplode puo` splendere piu` di un'intera galassia che ne contiene miliardi e irradiare in pochi mesi tanta luce quanta ne emette il Sole in un miliardo d'anni. La luce e le altre forme di radiazione elettromagnetica, inoltre, costituiscono solo una piccola percentuale dell'energia totale della supernova. L'energia cinetica cioe` l'energia di moto della materia che esplode e` 10 volte piu` dell'energia elettromagnetica, e una quantita` ancora maggiore, viene allontanata dai neutrini, particelle prive di massa, emessi prevalentemente in un lampo che dura circa un secondo. A esplosione avvenuta, quasi tutta la massa della stella si e` dispersa nello spazio, e tutto quello che rimane al centro e` scoria densa e scura che in certi casi, puo` sparire a sua volta in un buco nero.

Le supernovae sono eventi rari. Nella nostra galassia ne sono state osservate solo tre negli ultimi 1000 anni; la piu` luminosa, registrata dai cinesi nel 1054, ha dato origine al guscio di gas in espansione che oggi e` noto come Nebulosa del Granchio. Se si potessero osservare solo eventi cos`ı vicini, le conoscenze sulle supernovae sarebbero assai scarse. Data la loro grande luminosita` pero`, questi oggetti si possono osservare anche in galassie lontane, e attualmente gli astronomi ne scoprono almeno una decina l'anno. In tempi recenti, la piu` vicina e` stata la oramai famosa, supernova 1987A, osservata appunto nel febbraio del 1987 (v. 7.4).

7.1 Preludio

Una supernova e` un epilogo insolito e spettacolare della successione di reazioni nucleari che costituisce la vita di una stella e ne scandisce la storia. Il calore liberato dalla fusione nucleare genera una pressione in grado di controbilanciare l'attrazione gravitazionale che altrimenti farebbe collassare il sistema. L'effetto netto della prima serie di reazioni e` la saldatura di quattro nuclei di idrogeno in un unico nucleo di elio. Il processo e` vantaggioso dal punto di vista energetico: la massa del nucleo dell'elio e` leggermente inferiore alla somma delle masse dei quattro nuclei di idrogeno e l'equivalente in energia della massa eccedente si libera sotto forma di calore.

Il processo prosegue nel nucleo della stella fino all'esaurimento dell'idrogeno che vi si trova. A questo punto il nucleo si contrae, perche´ non esiste piu` produzione di energia che si contrapponga alla gravita`, e di conseguenza si riscalda insieme al materiale circostante, dando inizio alla fusione dell'idrogeno negli strati circostanti. Nel frattempo il nucleo diventa abbastanza caldo da innescare altre reazioni di fusione, quelle che bruciano elio formando carbonio, e poi il carbonio stesso con formazione di neon, ossigeno e infine silicio, tutte reazioni che portano ancora a una liberazione di energia. Un ultimo ciclo della fusione combina nuclei di silicio e forma ferro, e precisamente il suo isotopo comune Fe-56, costituito da 26 protoni e 30 neutroni. Per la fusione nucleare spontanea questo e` il capolinea: il nucleo di Fe-56 e` quello con i legami piu` forti e una ulteriore fusione assorbirebbe energia invece di liberarne.

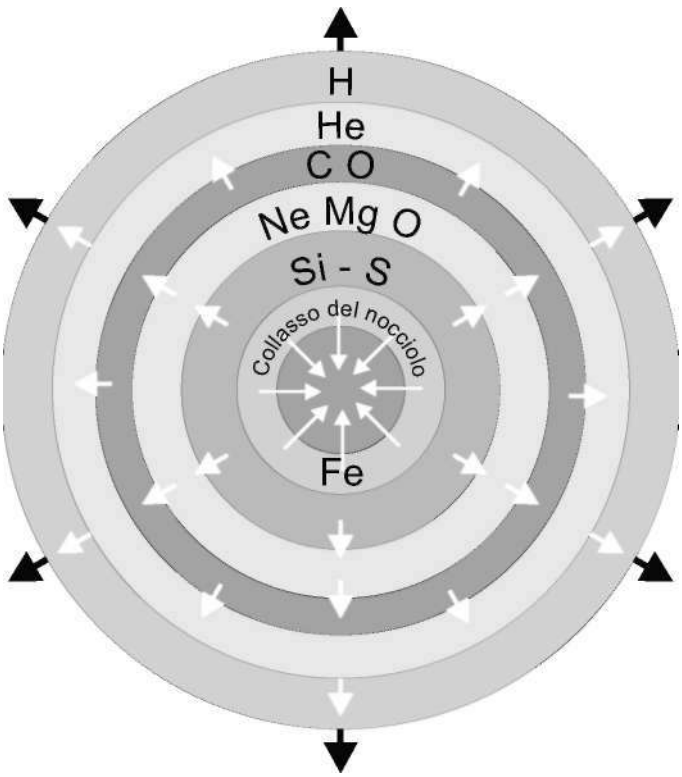


Figura 16: Esplosione di una supernova massiccia.

A questo stadio della sua esistenza la stella ha una struttura a cipolla, con un nucleo di ferro e di altri elementi affini circondato da un guscio di silicio e di zolfo, oltre il quale si trovano strati di ossigeno, carbonio ed elio (fig. 16). L'involucro piu` esterno e` costituito prevalentemente da idrogeno.

Solo le stelle piu` grandi percorrono fino in fondo la sequenza evolutiva che porta allo stadio finale, quello in cui la stella ha un nucleo di ferro. Una stella grande come il Sole non va oltre la fusione dell'elio e le piu` piccole si fermano all'idrogeno.

Le stelle piu` grandi, inoltre, esauriscono piu` in fretta la riserva di combustibile, anche se all'inizio ne hanno una provvista maggiore; dato che nelle stelle piu` grandi la pressione e la temperatura interne sono maggiori, il combustibile brucia piu` velocemente. Mentre il Sole dovrebbe avere 10 miliardi di anni di vita, una stella con massa 10 volte maggiore puo` completare la propria evoluzione 1000 volte piu` velocemente. Qualunque sia il tempo impiegato, alla fine il combustibile utilizzabile del nucleo sara` completamente esaurito. A questo punto la produzione di calore nella regione centrale ha termine e la stella deve contrarsi.

Quando ha termine la fusione, una stella di piccola massa si contrae lentamente e va trasformandosi

in una nana bianca, una stella esaurita che irradia solo un fioco bagliore e che, se isolata, puo` rimanere in questo stato indefinitamente, senza mutamenti degni di nota a parte un raffreddamento graduale.

7.2 Stelle di piccola massa

Ma che cosa arresta l'ulteriore contrazione di una stella? A questa domanda ha risposto piu` di 50 anni fa lo scienziato indiano Chandrasekhar. E` abbastanza evidente che, quando la materia comune viene compressa, l'aumento di densita` e` dovuto alla riduzione dello spazio libero tra gli atomi. Nel nucleo di una nana bianca questo processo giunge al limite: gli elettroni degli atomi sono fortemente schiacciati gli uni contro gli altri. In queste condizioni offrono una grande resistenza a un'ulteriore compressione.

Chandrasekhar ha dimostrato che esiste un limite alla pressione alla quale puo` resistere la repulsione reciproca degli elettroni (che, ricordiamo, possiedono la medesima carica elettrica). Se la contrazione si spinge molto avanti si raggiunge un raggio particolare, dove le due forze opposte (gravitazionale e di repulsione) si equilibrano. Tale raggio dipende dalla massa della stella. Questo equilibrio e` comunque possibile solo se la massa non supera un certo valore critico che oggi prende il nome di *massa di Chandrasekhar*; se invece e` maggiore di questo limite la stella e` costretta a collassare. Nelle stelle piccole dove la catena delle reazioni di fusione si ferma al carbonio la massa di Chandrasekhar e` 1,44 masse solari, la piu` grande massa stabile possibile per una nana bianca.

Una nana bianca con massa al di sotto del limite di Chandrasekhar puo` rimanere stabile indefinitamente; eppure si pensa che siano proprio queste stelle a dare origine alle supernovae di tipo I. Com'e` possibile? Il punto cruciale e` che le nane bianche destinate ad esplodere come supernovae non sono stelle isolate, ma membri di sistemi binari. Come gia` esposto nel paragrafo 6.1 sulle novae, si ipotizza che la materia della compagna venga attirata dall'intenso campo gravitazionale della nana e cada progressivamente sulla sua superficie, aumentando la massa del nucleo di carbonio e ossigeno. Alla fine il carbonio al centro si accende e brucia in un'onda che si muove verso l'esterno distruggendo la stella. Questo meccanismo e` il responsabile per le supernovae di tipo I.

7.3 Stelle di grande massa

Le supernovae di tipo II derivano da stelle di massa molto maggiore, a partire da un limite inferiore che oggi si valuta in circa otto masse solari.

Per ripercorrere la storia di una supernova di tipo II conviene iniziare nel momento in cui al centro della stella diventa possibile la fusione di nuclei di silicio con formazione di ferro. A questo punto la stella ha gia` attraversato gli stadi contraddistinti dalla fusione dell'idrogeno, dell'elio, del neon, del carbonio, e dell'ossigeno e ha assunto la struttura a cipolla descritta precedentemente (pag. 24). Per raggiungere questo stato sono occorsi diversi milioni di anni; gli eventi successivi sono pero` molto piu` veloci (fig. 17).

All'avvio della reazione finale di fusione, al centro della stella comincia a formarsi un nucleo di ferro e di alcuni elementi affini circondato da un guscio di silicio. Al confine tra i due la fusione prosegue, aggiungendo continuamente massa al nucleo di ferro dentro il quale pero`, non si produce piu` energia mediante reazioni nucleari. Il nucleo della stella, una sfera inerte ad alta pressione, si trova quindi nella stessa situazione di una nana bianca: puo` opporsi alla contrazione solo grazie alla pressione degli elettroni, che e` soggetta al limite di Chandrasekhar.

Una volta iniziata, la fusione dei nuclei di silicio procede a velocita` estremamente elevata e la massa del nucleo della stella arriva al limite di Chandrasekhar in appena un giorno circa (fig. 17). Una volta raggiunta la massa di Chandrasekhar, il ritmo accelera ancor di piu`; il nucleo della stella che era stato costruito in un giorno collassa in meno di un secondo. Vediamo nei particolari le fasi iniziali dell'implosione del nucleo di una tale stella.

Uno dei primi punti da sottolineare e` che la compressione fa aumentare la temperatura del nucleo e

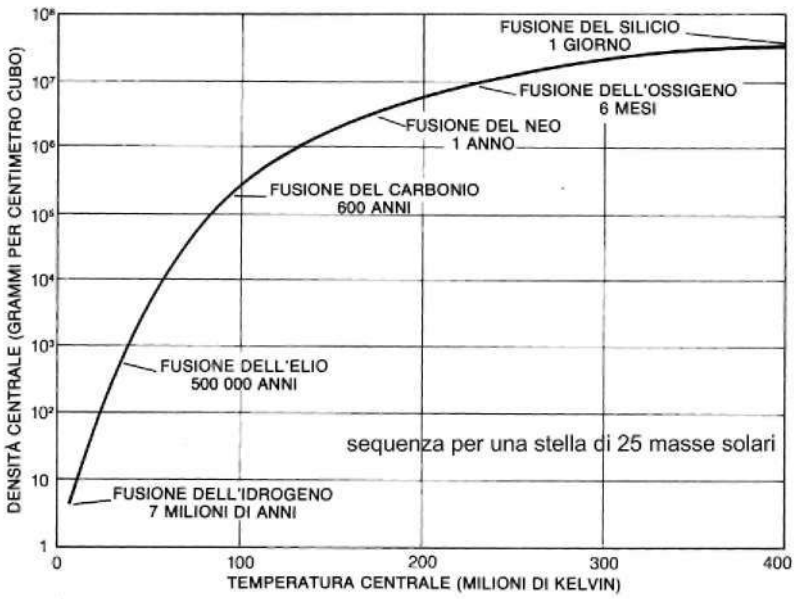


Figura 17: Evoluzione della fusione in una stella di grande massa.

questo potrebbe far aumentare la pressione e far rallentare il collasso (abbiamo difatti piu` volte utilizzato questo 'meccanismo'); in realta` il riscaldamento in questo caso ha proprio l'effetto opposto. Per capire cio` va tenuto presente che la pressione e` determinata da due fattori: il numero delle particelle e la loro energia media. Nel nucleo della stella vi contribuiscono sia i nuclei atomici sia gli elettroni, ma la componente piu` importante e` quest'ultima. Quando nel nucleo della stella la temperatura aumenta, una piccola frazione dei nuclei di ferro si scinde in nuclei piu` piccoli, aumentando il numero delle particelle nucleari e quindi la frazione nucleare della pressione. Nel frattempo pero`, questo fatto assorbe energia; difatti se la formazione di un nucleo di ferro libera energia, per scinderlo e` necessario fornirne la stessa quantita`. Questa energia e` ceduta dagli elettroni, la cui pressione cosı diminuisce. La diminuzione di pressione dovuta agli elettroni e` piu` importante dell'aumento di pressione nucleare e il risultato netto e`, come detto, un'accelerazione del collasso.

Vi e` un altro importante effetto che va tenuto in debito conto: l'elevata densita` del nucleo della stella che collassa favorisce la cattura di elettroni, un processo nel quale un protone e un elettrone si uniscono e formano un neutrone e un neutrino. Questo sfugge dalla stella sottraendole energia (ed entropia) e raffreddando il sistema proprio come l'evaporazione del sudore rinfresca il corpo. La perdita dell'elettrone per questa via diminuisce comunque la pressione degli elettroni permettendo un'ulteriore accelerazione dell'implosione.

Il primo stadio del collasso di una supernova ha termine quando la densita` raggiunge un valore di circa $4 \times 10^{11}$ grammi per centimetro cubo. Non e` certo il massimo possibile, tanto che la contrazione del nucleo prosegue, ma segna un cambiamento essenziale nelle proprieta` fisiche del sistema: a questa densita` la materia diventa opaca ai neutrini.

Il neutrino e` una particella molto evasiva, che interagisce raramente con altre forme di materia. Quasi tutti i neutrini che colpiscono la Terra, per esempio, la attraversano tutta senza collidere neppure una volta con qualche altra particella.

Quando pero` la densita` supera i 4×10^{11} grammi per centimetro cubo, le particelle di materia sono cosı ravvicinate che anche un neutrino ha buone probabilita` di urtarne una. Di conseguenza, i neutrini emessi dal nucleo in contrazione della stella vi si trovano intrappolati molto bene. La prigionia non e` definitiva; dopo essere stato deviato, assorbito e riemesso molte volte un neutrino alla fine deve riuscire a sfuggire, ma impiega piu` tempo di quanto non duri il resto del collasso. Un valido confinamento dei neutrini vuol dire che dal nucleo della stella non puo` uscire energia.

In queste condizioni una regione centrale contenente una massa pari alla massa di Chandrasekhar innesca il cosiddetto *collasso omologo* il che significa un collasso che avviene come un tutto unico conservando la forma del nucleo. Ora l'unica altra speranza per fermare la contrazione consiste nella resistenza alla compressione dei nucleoni cioe` di quelle particelle, neutroni e protoni, costituenti i nuclei degli elementi. La situazione comunque non cambia e il collasso non viene impedito finche´ la densita` nella parte centrale del nucleo non arriva a circa $2{,}7 \times 10^{14}$ grammi per centimetro cubo. Questa e` la densita` appunto della materia dentro un grande nucleo atomico, e in effetti i nucleoni della regione centrale della stella si uniscono e formano un unico nucleo gigantesco. Un cucchiaino di tale materia ha circa la stessa massa di tutti gli edifici di Manhattan messi insieme.

La materia nucleare e` estremamente poco comprimibile e, quindi, quando la parte centrale della stella raggiunge la densita` dei nuclei atomici, la resistenza a un'ulteriore compressione e` fortissima. E` questa la causa piu` importante delle onde d'urto che trasformano il collasso di una stella in un'esplosione spettacolare!

Quando il centro del nucleo della stella raggiunge la densita` dei nuclei atomici, si arresta con un sussulto; questo da` origine ad un'onda d'urto che si propaga all'indietro attraverso il mezzo costituito dal nucleo stellare. Nel frattempo sulla sfera compatta nel cuore della stella continua a cadere altro materiale che pero` si arresta improvvisamente ma non istantaneamente. La comprimibilita` della materia nucleare e` piccola, ma non nulla e, quindi, cio` porta il collasso oltre il punto di equilibrio, comprimendo la materia nella regione centrale a una densita` ancora superiore a quella di un nucleo atomico. Dopo questa fase di schiacciamento massimo la sfera di materia nucleare rimbalza come una palla di gomma che sia stata compressa e cio` genera delle onde che si uniscono all'onda d'urto. Secondo le simulazioni al calcolatore l'onda si propaga verso l'esterno con velocita` compresa tra i 30.000 e 50.000 km/s cioe` ad una frazione significativa della velocita` della luce. Quest'onda arriva alla superficie del nucleo stellare in una frazione di secondo e poi procede attraverso i vari strati a cipolla; dopo qualche giorno riesce a raggiungere la superficie ed erompe in una esplosione violenta. Oltre un certo raggio dal centro, tutto il materiale della stella viene scagliato via; cio` che rimane all'interno si condensa in una stella di neutroni.

In questa esplosione che sconvolge l'inviluppo si crea un gran numero di neutroni che rapidamente si legano l'un l'altro dando origine a isotopi altamente radioattivi. Questo processo puo` produrre isotopi molto piu` pesanti del ferro. Quindi diverse masse solari di materiale stellare, arricchito di elementi pesanti che la stella ha creato sia nella fase di supergigante che nell'esplosione di supernova, vengono rilasciate all'improvviso alla velocita` di migliaia di chilometri al secondo e restituite allo spazio interstellare. Si produce cosı un guscio nebulare in espansione.

La stella potrebbe essere vissuta 10 milioni d'anni, eppure in meno di un decimo di secondo il nucleo di ferro collassa su se stesso, fino a diventare una sfera del diametro di 100 chilometri. In quest'attimo la potenza dissipata supera quella irraggiata contemporaneamente da tutte le stelle della galassia: l'energia emessa e` 100 volte maggiore di quella che il Sole ha speso nel corso della sua intera esistenza e di questa, *il 90% viene trasportata nello spazio dai neutrini prodotti durante la formazione dei neutroni*.

7.4 La supernova del 1987

Come gia` detto, le supernovae sono eventi relativamente rari all'interno di una galassia. Nessuna supernova e` stata piu` osservata nella Via Lattea dai tempi di Keplero. La teoria che abbiamo esposto e` quindi basata sull'osservazione di supernovae rilevabili nelle galassie piu` vicine alla nostra. Questo fatto comporta non poche difficolta` agli osservatori, soprattutto perche´ le supernovae si indeboliscono fino a sparire alla vista nel giro di pochi mesi. Per questo fu un meraviglioso colpo di fortuna per gli astronomi la scoperta di una supernova "vicina" avvenuta il 23 febbraio 1987. La supernova 1987A esplose a soli 170.000 anni luce di distanza, nella Grande Nube di Magellano, che e` una galassia satellite della Via Lattea. La 1987A e` una delle pochissime supernovae delle quali era stata osservata la stella progenitrice, anni prima che avvenisse l'esplosione. Va detto che questa stella non si accordava esattamente con le aspettative teoriche, essendo

una gigante di color blu e non di colore rosso, ma l'anomalia (che ora viene spiegata dalle teorie riviste) e` trascurabile rispetto alle molte e significative conferme ricevute dai modelli teorici. La stella esplosa aveva una massa di circa 20 masse solari, e questo quadra con l'ipotesi di un collasso del nocciolo. Ma la cosa piu` importante e` che due rivelatori sotterranei di neutrini, il Kamiokande II in Giappone e l'IMB di Cleveland (Ohio), riuscirono ad intercettare una manciata di neutrini (una decina!) prodotti nel corso del collasso e della trasformazione del nocciolo stellare in neutroni. Questi neutrini, dopo aver attraversato il guscio atmosferico della stella e percorso un cos`ı lungo tragitto intergalattico, raggiunsero la Terra poco distanziati gli uni dagli altri, in un "lampo" che duro` meno di un minuto: il loro arrivo precedette di diverse ore l'istante in cui i telescopi ottici poterono osservare l'onda d'urto che erompeva dalla superficie della stella.

Questa rivelazione di neutrini ha rappresentato la prima conferma diretta che l'esplosione di una supernova e` connessa al collasso di un nucleo stellare. E come conseguenza di questi successi si puo` dire che nel 1987 abbia avuto inizio l'era dell'astronomia dei neutrini.

8 Residui di supernova

L'oggetto numero 1 del *catalogo Messier* e` una macchiolina diffusa, non difficile da osservare al telescopio nei pressi della *zeta* Tauri, chiamata Crab Nebula o Nebulosa del Granchio per il suo aspetto filamentoso. Gia` nel 1921 essa fu identificata con la "stella ospite" segnalata dai cinesi nel 1054, la piu` brillante supernova mai osservata, che appunto comparve in quella stessa zona celeste. Nel 1941 il nesso fu accertato in modo incontrovertibile. Nel corso degli anni precedenti gli astronomi avevano seguito i filamenti che nel loro moto espansivo si allontanavano dal centro alla velocita` di circa 0,2"/anno. Per raggiungere l'attuale diametro angolare di **3'** l'espansione dovette iniziare circa intorno all'anno 1100.

La Nebulosa del Granchio produce righe di emissione dalle quali, in base all'effetto Doppler, si deduce una velocita` radiale di espansione di 1300 km/s. La combinazione delle velocita` angolare e radiale porta a stimare la distanza in circa un migliaio di parsec. Anche tenendo conto dell'indebolimento della luce per assorbimento interstellare, la magnitudine visuale assoluta dovette essere di circa -17, che e` grosso modo il valore corretto per una supernova di tipo II. Oggi, nove secoli dopo la grande esplosione, noi osserviamo una nube di ceneri gassose ancora ribollenti, arricchite di metalli: sono i resti di una supernova che si disperdono nello spazio dove in origine si condenso` la stella.

Abbiamo visto che, negli eventi esplosivi di tipo II il nucleo di ferro della stella implode. Cio` era stato previsto da due astronomi (Baade e Zwicky) gia` nel 1934 ma all'epoca non furono in grado di dimostrare la fondatezza della loro ipotesi. Dopo l'espulsione degli strati esterni di una stella, resta quindi da determinare il destino del nucleo. E la conferma della loro ipotesi venne solo nel 1967.

8.1 Pulsar: la scoperta

Anthony Hewish, un radioastronomo inglese, aveva progettato un radiotelescopio per analizzare i rapidi cambiamenti che si verificano nell'intensita` del segnale di radiosorgenti puntiformi (quali i quasar) quando queste onde radio attraversano il vento solare.

Una studentessa ventiquattrenne Jocelyn Bell, impegnata a perseguire il dottorato di ricerca all'Universita` di Cambridge nel gruppo di Hewish, analizzando pazientemente i chilometri di striscie di carta su cui venivano registrati i segnali radio, individuo` un segnale di aspetto diverso dal solito. Uno studio piu` accurato evidenzio` che il segnale era costituito dal susseguirsi di brevi impulsi distanziati ognuno di **1,3** secondi (fig. 18).

"Impulsi brevissimi che si ripetono ad intervalli regolari di un secondo? C'e` qualcuno sulla Terra che li trasmette!" fu l'ovvia interpretazione di Hewish quando fu avvertito della struttura del segnale. Difatti segnali siffatti non potevano venire ne´ da stelle, ne´ tantomeno da galassie, ne´ da altre sorgenti celesti conosciute; tutte troppo estese per originare segnali di cos`ı breve durata. Un impulso della durata di due

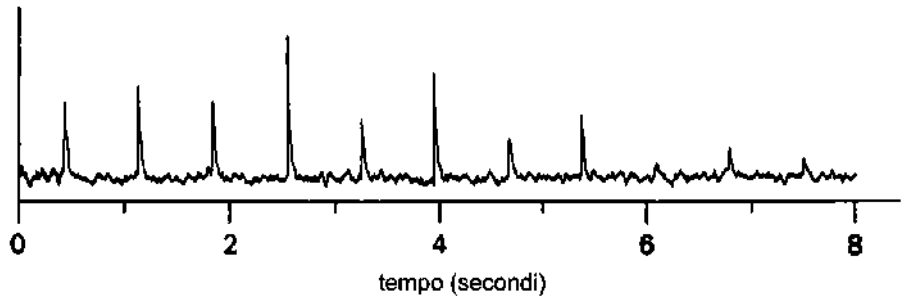


Figura 18: Tipici impulsi di una pulsar (PSR 0329+54).

centesimi di secondo deve necessariamente provenire da una sorgente astronomicamente molto piccola, piu` piccola della distanza che la luce supera in tale tempo.

Che la sorgente fosse di origine celeste fu comunque subito chiaro poiche´ la si rilevava nel suo passaggio in cielo a intervalli esatti di un giorno sidereo, cioe` l'intervallo dopo il quale una stella passa al meridiano locale. Jocelyn Bell noto` pure che quando i segnali ritornavano la notte successiva, erano in fase e con lo stesso periodo di prima, anche dopo parecchi giorni di assenza. Pote` essere misurata anche la distanza. La luce e le onde radio si propagano alla velocita` di 300.000 km/s nel vuoto, ma quando si propagano in ogni altro mezzo sono un po' piu` lente (da cio` deriva il comune fenomeno della rifrazione). Per quanto possa essere rarefatto, il gas ionizzato interstellare rallenta quindi le onde radio e le disperde: le frequenze piu` basse hanno una minore velocita` di propagazione. In base a cio` si pote´ desumere che la sorgente di tali impulsi – da allora denominata *pulsar*, dalla contrazione di *pulsating star*, cioe` stella pulsante – distava 300 parsec (980 anni luce).

A questo punto si sapeva dove si trovava la pulsar ma non che cosa fosse. Il meccanismo capace di produrre questi segnali cos`ı regolari era naturale o era la prova dell'esistenza di una lontana civilta` di esseri intelligenti che ci mandava un segnale artificiale?

Il solo meccanismo fisico che potesse dar conto di una tale regolarita` era la rotazione, ma quale oggetto poteva ruotare cos`ı velocemente, con un periodo come quello osservato? La risposta stava nelle intuizioni dei fisici come Lev Landau e astronomi come Baade e Zwicky, i quali avevano ipotizzato l'esistenza delle stelle di neutroni nel 1934. Per ruotare cos`ı velocemente, l'oggetto doveva essere molto piccolo, con un diametro dell'ordine di una decina di chilometri: proprio la dimensione attesa per il residuo stellare collassato di una supernova. La pulsar doveva dunque essere una stella degenere di neutroni con una massa superiore a quella del Sole, condensata in una sfera di pochi chilometri e capace di ruotare su se stessa alla velocita` di circa un giro al secondo.

La prova decisiva venne con la scoperta di una pulsar all'interno della Nebulosa del Granchio, una pulsar che oltretutto detenne per lungo tempo il record del periodo piu` breve (0,03106 s): era ormai evidente che esisteva uno stretto rapporto tra pulsar e supernovae. Spostando la ricerca nella parte ottica dello spettro cioe` a lunghezze d'onda del visibile, gli astronomi esaminarono un certo numero di stelle nel centro della Nebulosa del Granchio utilizzando un sensore fotoelettrico molto veloce. Si scopr`ı che una di queste pulsava, cioe` restava brillante per una frazione di secondo e poi spariva, con la stessa frequenza del segnale radio: era proprio la stella ipotizzata da Baade 50 anni prima!

Ora che si sapeva cosa e come cercare, le riviste scientifiche si riempirono ben presto di articoli che annunciavano nuove scoperte di queste strane stelle: ai giorni nostri il loro numero e` salito a oltre 400. I periodi presentano un'ampia distribuzione: si va da quello della Nebulosa del Granchio fino a circa 4 s. Quasi tutte le pulsar mostrano un tendenziale allungamento del periodo, indicando cos`ı che la loro rotazione va rallentando, anche se con una decelerazione estremamente bassa. Le masse, calcolate in base ad osserva-

zioni nei sistemi binari, si collocano intorno a 1,4 masse solari ossia vicino al valore atteso nell'ipotesi che le progenitrici siano delle supernovae.

8.2 Pulsar e stelle di neutroni

Oggi si possiede una buona spiegazione generale di tutti i principali fenomeni di una pulsar. Per comprenderli abbiamo bisogno pero` di conoscere com'e` fatto un atomo (si veda la precedente lezione, parag. 2 pag. 4). Un atomo normale e` costituito soprattutto da spazio vuoto: solo una parte su $10^{15}$ del suo volume e` occupata dai protoni o dai neutroni del nucleo. Una stella di neutroni di 1,4 masse solari puo` avere un diametro di soli 10 o 20 km perche´ il volume dell'atomo e` stato del tutto compresso, con una densita` risultante di circa $10^6$ t/cm$^3$, un milione di volte maggiore della densita` di una nana bianca. Otterremmo un'analoga densita` se riuscissimo a comprimere tutta la massa della Terra dentro uno stadio di calcio. La rapida velocita` di rotazione di una pulsar scaturisce semplicemente da un principio fisico di conservazione, quello del momento angolare (lezione 1: parag.1, pag. 2). Man mano che il raggio della stella che collassa dopo l'esplosione della supernova diminuisce, la velocita` di rotazione deve necessariamente aumentare. In modo analogo, anche il campo magnetico della stella collassa insieme alla materia, e la compressione delle linee di forza porta la sua intensita` a un valori pari a circa 100 miliardi di volte quello del campo magnetico terrestre.

L'asse del campo magnetico di una pulsar, come del resto quello del nostro pianeta, in genere e` inclinato rispetto all'asse di rotazione e percio` gli ruota attorno. Si ritiene che il moto del campo magnetico induca un potente campo elettrico capace di accelerare gli elettroni lungo l'asse magnetico fino a una velocita` prossima a quella della luce. Il risultato di tutto cio` e` un fascio intenso e fortemente collimato (cioe` con una direzione ben precisa) di radiazione elettromagnetica che ruota con la stella, comportandosi come il fascio di un faro (fig. 19). Nel caso in cui la Terra si viene a trovare nella direzione del fascio, si potra` rilevare una radiazione pulsata; in caso contrario, non si percepisce affatto l'esistenza della stella. Se il disallineamento tra gli assi magnetico e di rotazione e` sufficientemente elevato, puo` capitare che ci pervengano due impulsi per ogni periodo, l'uno da un polo e l'altro dal polo opposto: in effetti riceviamo un interimpulso di questo tipo anche dalla pulsar della Nebulosa del Granchio.

La radiazione ricava la sua energia dalla rotazione della stella. Ecco perche´ la pulsar deve rallentare con l'andare del tempo; le piu` giovani, come quella della Nebulosa del Granchio, ruotano piu` velocemente e hanno maggiore energia, il che spiega come mai vediamo la pulsar della Nebulosa del Granchio non solo nelle lunghezze d'onda ottiche ma anche nei raggi X. In effetti, si pensa che la pulsar sia la sorgente sia del campo magnetico che degli elettroni ad alta velocita` che conferiscono alla Nebulosa del Granchio la sua potenza straordinaria.

Soltanto le pulsar piu` giovani risultano associate coi resti di supernova, poiche´ il gas in espansione si dissipa molto prima che la stella ruotante abbia esaurito tutta la sua energia. Pochissimi dei resti di supernova risultano associati con pulsar visibili, sia perche´ la stella puo` essere andata completamente distrutta (e` cio` che avviene nelle esplosioni di tipo I), sia perche´ l'asse di rotazione puo` essere orientato in modo che l'asse magnetico non punti mai verso la Terra. Considerando tutte queste possibilita`, ci si accorge che il numero delle pulsar osservate va sostanzialmente d'accordo con il tasso di produzione delle supernovae galattiche. Fatto questo che si aggiunge a quelli descritti precedentemente e conferma la correttezza dell'interpretazione data.

9 Buchi neri stellari

Il collasso gravitazionale e` un destino a cui le stelle tendono senza opporvisi attivamente. Le stelle possono perdere buona parte della loro massa nel corso dell'evoluzione, e abbiamo visto che quelle di massa piu` piccola (5–8 masse solari) possono concludere la loro esistenza come nane bianche. Ma la scoperta delle

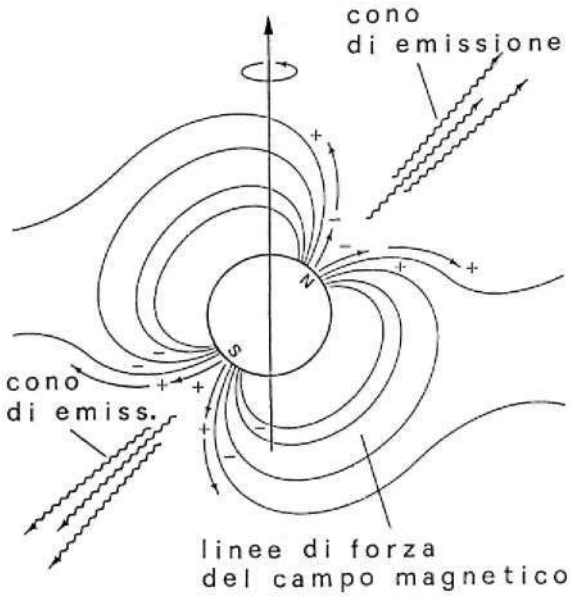


Figura 19: Meccanismo di emissione di una pulsar.

stelle di neutroni nei resti di supernova dimostra che le stelle ancora piu` massicce non ce la fanno a liberarsi del loro gas in una misura che le metta al sicuro, al di sotto del limite di Chandrasekhar. Il limite superiore per la massa di una stella di neutroni e` compreso tra 2 e 3 masse solari, non molto piu` grande del limite di una nana bianca, e non c'e` alcun motivo teorico che impedisca l'evoluzione stellare di portare a resti piu` massicci di cos`ı.

Al di sopra di 2 o 3 masse solari e` percio` destino che una stella vada soggetta a un collasso gravitazionale completo che la trasforma in un *buco nero: non c'e` pressione interna di alcun tipo che possa mantenerla in equilibrio una volta esaurite le sue sorgenti di energia nucleare*.

Ma che cos'e` un buco nero? E` esperienza quotidiana che quando si lancia una palla verso l'alto, la si vede perdere energia cinetica sotto l'azione della gravita`, rallentare e ben presto ricadere a terra. Se pero` si riuscisse a lanciarla a 11,2 km/s, che e` la velocita` di fuga dalla superficie terrestre, l'intensita` del campo gravitazionale sarebbe insufficiente a fermarla. Pur continuando perpetuamente a rallentare, la palla proseguirebbe lungo la sua traiettoria di allontanamento nello spazio e non tornerebbe mai piu` indietro.

Nel 1916 Albert Einstein dimostro`, nel quadro della sua teoria generale della relativita` che pure un fascio di luce risente della gravita` (lezione 1, parag. 1.1). D'altra parte uno dei concetti fondamentali della stessa teoria e` che la velocita` della luce nel vuoto e` costante, indipendentemente dalla velocita` della sorgente che la emette o di chi la osserva. Un fascio luminoso quindi, risente della gravita` in modo simile alla palla ma non puo` rallentare: puo` invece perdere energia. Difatti poiche´ questa e` proporzionale alla frequenza *(E = hv)* la perdita di energia avviene attraverso una diminuzione della frequenza: la lunghezza d'onda si allunga e la luce si arrossa.

Adesso immaginiamo di essere nello spazio e di guardare verso la Terra, dalla quale un amico ci invia un fascio di luce verde. Siccome il campo gravitazionale terrestre e` debole, la luce perde solo un po' di energia e si arrossa in modo impercettibile. Ma supponiamo che nello stesso tempo il nostro amico cominci a comprimere la Terra. Il campo gravitazionale in superficie cresce di conseguenza, e cos`ı la velocita` di fuga: altrettanto deve aumentare il grado di arrossamento del fascio luminoso. Nel momento in cui la Terra arriva a essere compressa in una sferetta con un diametro di poco inferiore a 2 cm, la velocita` di fuga raggiunge il valore della velocita` della luce: la luce a quel punto perde tutta la sua energia, la lunghezza

d'onda diventa infinita e sia il fascio luminoso che la Terra spariscono alla nostra vista. Il nostro pianeta si e` trasformato in un *buco nero*, un punto singolare dello spazio–tempo dal quale nulla puo` piu` sfuggire. Qualunque oggetto si trovi in queste condizioni continua a collassare all'infinito, e nel suo centro la massa finisce per raggiungere una densita` infinita. Le leggi della fisica perdono ogni significato all'interno del buco nero, poiche´ nessuna informazione puo` uscirne. Mentre collassa, tuttavia, il buco nero si lascia alle spalle una superficie apparente che e` detta orizzonte degli eventi, il cui raggio dipende solo dalla massa del buco nero e pertanto, se questa non cambia, resta costante nel tempo. La dimensione dell'orizzonte degli eventi viene assunta come dimensione del buco nero. Per una stella appena sopra alla soglia delle 3 masse solari, l'orizzonte degli eventi misura qualche chilometro, poco meno del raggio della stella di neutroni stessa.

9.1 Esistono?

Ma esistono davvero i buchi neri? E se esistono, dove sono? E se nessuna radiazione puo` uscirne, come possiamo sperare di scoprirli? La risposta sta nello stesso tipo di fenomeno che produce le novae e probabilmente le supernovae di Tipo I: le interazioni gravitazionali.

Nella costellazione del Cigno c'e` una nana del tipo O per il resto apparentemente normale, che emana un potente flusso di raggi X. La stella, nota come Cygnus X-1, mostra righe di assorbimento che si spostano avanti e indietro per effetto Doppler, rivelando la sua appartenenza a un sistema binario, anche se non si vede traccia della compagna. In questa situazione, stimando la massa della stella di classe O in Cyg X-1, si puo` fissare un limite inferiore alla massa della compagna invisibile. Nel caso specifico, questa risulta superiore a 3 masse solari, e potrebbe addirittura raggiungere il valore di 16 masse solari. Una stella normale con questa massa sarebbe senz'altro visibile, e inoltre questo oggetto e` troppo massiccio per essere una nana bianca o una stella di neutroni: da qui la conclusione che deve trattarsi di un buco nero. I raggi X sono prodotti dalla materia dell'atmosfera della nana O che, risucchiata dalle forze mareali, finisce su un disco di accrescimento ad altissima temperatura prima di sparire per sempre cadendo nel pozzo gravitazionale del buco nero. Senza i raggi X non ci saremmo mai accorti dell'esistenza di questo sistema.

Esistono almeno altri due candidati al ruolo di buco nero: LMC X-3 nella Grande Nube di Magellano e A0620-00 nella costellazione dell'Unicorno: per entrambi si pensa che la massa dell'oggetto collassato sia prossima alle 10 masse solari. Secondo l'opinione di alcuni astronomi l'esistenza dei buchi neri in sistemi binari stellari e` stata confermata con la probabilita` del 99%: per questi non ci sono spiegazioni alternative plausibili delle osservazioni.

9.2 I miti sui buchi neri

Concludiamo con alcune considerazioni sui buchi neri. Dato il grande impatto psicologico che l'idea dei buchi neri ha avuto sull'opinione pubblica, impatto ampliato a dismisura dai mezzi di comunicazione, si sono venuti a creare su tali oggetti diversi miti popolari sui quali conviene dare qualche chiarimento.

Il primo e` che i buchi neri siano oggetti in grado di assorbire qualsiasi cosa e cioe` siano dei grandi ripulitori del vuoto cosmico. Ebbene: questo e` falso! L'influenza di un buco nero e` limitata; solo gli oggetti nelle immediate vicinanze sono fortemente attratti verso il buco nero ed esiste sempre la possibilita` di raggiungere un'orbita stabile (o quasi stabile) ad una distanza opportuna e sufficientemente sicura, attorno al buco nero. Per esempio, se il Sole si trasformasse in un buco nero, l'orbita della Terra non ne sarebbe alterata; le masse del Sole e della Terra rimarrebbero costanti cos`ı come la distanza tra essi e la forza di gravitazione. Infatti, il campo gravitazionale rimarrebbe il medesimo in ogni punto al di la` dell'attuale raggio solare.

Una seconda credenza da rivedere e che e` spesso presente nei racconti di fantascienza, e` quella che fa nascere buchi neri dappertutto: questi si formerebbero quindi, senza apparenti ragioni, in qualsiasi regione del cosmo. Ora anche questo e` falso. I buchi neri, secondo le attuali leggi fisiche possono essere prodotti in

poche e specifiche situazioni: 1) da stelle molto massiccie, 2) da stelle di neutroni legate gravitazionalmente ad altre stelle compagne e dalle quali stanno sottraendo materia attraverso dischi di accrescimento, 3) nel centro delle galassie (come si vedra` piu` avanti), 4) a causa delle disomogeneita` della densita` della materia appena dopo il Big Bang. In un tale quadro quindi, il nostro Sole non potra` mai diventare un buco nero.

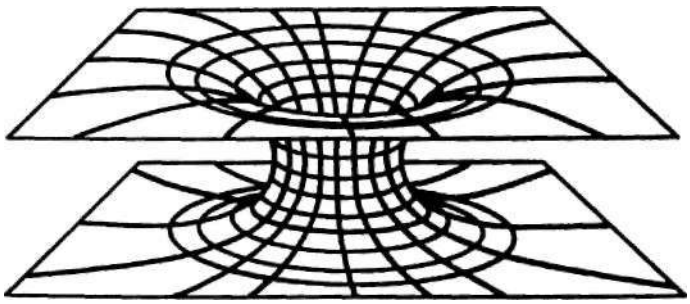


Figura 20: Diagramma illustrativo dello spazio in prossimita` di un buco nero.

Una terza credenza ha origine nelle rappresentazioni grafiche che dei buchi neri sono state proposte nell'ambito della letteratura scientifica (fig. 20). Tale credenza considera possibile realizzare viaggi in altri universi o, in altre parti del nostro Universo, attraverso queste strutture divulgate come tunnel spazio–temporali (tecnicamente invece, sono detti ponti di Einstein–Rosen). Innanzitutto, questi diagrammi schematizzano solo una situazione ideale e non descrivono adeguatamente la struttura spazio–temporale entro un buco nero. Analisi piu` dettagliate mostrano difatti che per poter realizzare un tale "passaggio" tra universi, un oggetto dovrebbe andare ad una velocita` superiore a quella della luce, il che e` impossibile. In aggiunta dovrebbe esistere della materia con proprieta` particolarmente strane, quali per esempio un'energia negativa. Ne segue che la possibilita` di viaggi tra universi o tra diverse parti del nostro Universo dev'essere considerata solo come una (brillante) invenzione degli scrittori di fantascienza.

«E' nero e sembra un buco. Direi che è un buco nero.»

Lezione 3. Le galassie

10 Galassie

Le galassie sono i "mattoni" dell'universo. Nella maggior parte dei casi la luce che ne proviene e` la somma dell'emissione delle decine o centinaia di miliardi di stelle da cui esse sono formate. Sappiamo pure che per le loro dimensioni e lontananza questi "universi-isola" sono stati riconosciuti come tali solo in questo secolo, da Edwin Hubble, attorno agli anni venti.

Il tipo di galassia piu` familiare e` quello dei sistemi a disco, o galassie spirali. Sulle lastre fotografiche queste galassie sembrano composte essenzialmente da stelle e da gas concentrati in un disco circolare. Una tipica galassia spirale contiene qualcosa come 10^{11} stelle e un **10**% di materia sotto forma di gas, il tutto distribuito in una regione con un diametro di circa 100 mila anni luce. Stelle e gas percorrono orbite grosso modo circolari attorno al centro del disco con periodi tali che una stella impiega 200 milioni di anni per completare una singola rotazione, pur muovendosi a 200 km/s; ogni stella ha percio` percorso al piu` una cinquantina di orbite da quando si formo` la sua galassia. Il piu` prossimo di questi sistemi, molto simile alla nostra Via Lattea, dista circa 2 milioni di anni luce da noi ed e` la galassia di Andromeda.

Lo schema generalmente accettato di classificazione delle galassie vede, accanto alle galassie a spirale, quelle *ellittiche,* la seconda classe per importanza. Questi sono sistemi dalla forma variamente ellittica costituiti da 10^{8} -^ 10^{12} stelle, ciascuna delle quali percorre orbite complicate sotto l'influsso del campo gravitazionale complessivo. L'aspetto indifferenziato e uniforme di una galassia ellittica ci dice che le orbite stellari sono distribuite in modo sostanzialmente casuale. In un tale sistema si e` venuto a stabilire un equilibrio dove si bilanciano, da un lato, la tendenza della gravitazione a far collassare le stelle verso il centro e, dall'altro, i moti casuali che invece tenderebbero a disgregare la galassia. Generalmente sulle fotografie le singole stelle appaiono cos`ı vicine che non si riesce a risolverle individualmente; eppure, dentro l'enorme volume di una galassia queste stelle sono cos`ı disperse che non c'e` una probabilita` significativa che possano essere avvenute collisioni o incontri ravvicinati nel corso dei 10 e piu` miliardi di anni di vita del sistema; lo stesso vale per le galassie a disco.

Solo nelle regioni piu` dense del nucleo galattico tale probabilita` non e` trascurabile. Le osservazioni delle regioni centrali della Via Lattea e di altre galassie hanno gia` da tempo evidenziato come l'emissione da queste regioni non possa provenire solo da stelle normali. Per questo fatto il nucleo di una galassia dev'essere pertanto un oggetto interessante e misterioso. E` appunto sulle particolarita` di queste regioni che ci vogliamo soffermare.

10.1 Nuclei galattici

Guardando la fotografia di una galassia e facile constatare che la concentrazione delle stelle aumenta andando verso il centro, il cosiddetto *nucleo.* Alle lunghezze d'onda ottiche, il nucleo della Via Lattea risulta oscurato da uno spesso velo di polveri e di gas, ma le osservazioni nell'infrarosso hanno rivelato l'esistenza di milioni di stelle concentrate entro un anno luce dal centro. Se confrontiamo questa densita` stellare con quella dell'ambiente che ci circonda, che e` di circa 0,006 $M_{\odot}$ per anno luce cubico, dobbiamo concludere che mediamente nella regione del centro galattico le stelle sono 300 volte piu` concentrate.

I nuclei delle galassie sono pertanto luoghi "pericolosi", dove le stelle non solo sono incredibilmente addensate ma si muovono pure casualmente in tutte le direzioni a velocita` che giungono a diverse centinaia di chilometri al secondo, e tutto cio` a causa della mutua attrazione gravitazionale. Per trovare densita` stellari

altrettanto elevate bisogna andare nei centri degli ammassi globulari ma lı le velocita` sono fra 10 e 100 volte piu` basse. Collisioni violente fra le stelle dovrebbero essere inevitabili nei nuclei galattici, e in effetti la stima e` che nel nucleo della Via Lattea se ne verifichi una ogni 10 mila anni.

Non e` facile prevedere quale possa essere il destino di una cosı densa concentrazione di stelle: se ne discute dagli anni sessanta, e la soluzione dell'enigma, conviene ribadirlo esplicitamente, e` ancora lontana. Tanto per cominciare, non e` ben chiaro teoricamente quale possa essere l'esito anche di un solo incontro stellare.

10.2 Cattura e urti stellari

Quando si considera la struttura di una galassia come un tutto unico, e` corretto considerare le singole stelle come punti dotati di massa di dimensioni trascurabili. Questa approssimazione pero` non regge piu` quando si considerano incontri ravvicinati nei quali due stelle si sfiorano passando a una distanza di pochi raggi stellari: in una situazione del genere le forze mareali deformano la struttura interna delle stelle, riscaldandole e frenando il loro moto. Se questo effetto di attrito rallenta in misura apprezzabile i moti relativi, le due stelle possono cominciare a orbitare l'una attorno all'altra, e cosı due astri che si muovevano indipendentemente l'uno dall'altro si ritrovano a essere legati in un sistema binario per cattura mareale. Se poi le maree sono sufficientemente intense, le stelle possono avvicinarsi con moto a spirale fino a fondersi in un solo astro piu` massiccio. Il destino di un simile astro dipende dall'ambiente in cui il fenomeno si produce e soprattutto dallo stadio evolutivo delle due stelle che l'hanno generato.

Ora si ritiene che la fusione rappresenti il piu` probabile dei risultati di un incontro stellare in cui le velocita` relative sono piccole rispetto alla velocita` di fuga dalla superficie di ciascuna stella. La velocita` di fuga dal Sole, per esempio, e di 618 km/s.

Quando le velocita` relative sono molto piu` elevate, le stelle si schiantano letteralmente l'una contro l'altra con un rilascio di getti di gas di altissima velocita`. Mentre gli incontri lenti danno origine a stelle di grande massa (maggiore delle 100 $M_{\odot}$), le collisioni veloci demoliscono le stelle esistenti. Le collisioni sono per lo piu` distruttive quando hanno luogo in ammassi di stelle veloci, con velocita` tipiche superiori a 1000 km/s. Ma nell'ammasso stellare al centro della Via Lattea le velocita` sono solo di circa 200 km/s e gli incontri dovrebbero quindi situarsi nel regime delle fusioni piuttosto che nelle collisioni veloci. In effetti, il centro della nostra galassia mostra un'abbondanza straordinariamente elevata di stelle blu massicce, con ogni probabilita` scaturite da fusioni avvenute nell'ultimo milione di anni.

Gli incontri stellari hanno certamente un impatto sull'evoluzione di un nucleo galattico, ma l'esatta natura di questo impatto ci e` per ora sconosciuta. Possiamo solo tracciare qualche scenario. Nella fase dominata dalle fusioni per esempio, diventano importanti anche altri effetti: ne proponiamo sinteticamente qualcuno.

L'incremento di massa di una stella ne accorcia la vita evolutiva in quanto le reazioni nucleari di fusione avvengono con maggior efficienza e cio` condanna la stella a una morte violenta. Pertanto il tasso di esplosione di supernovae deve dunque aumentare proporzionalmente al numero di stelle massicce. D'altra parte tali esplosioni, contribuendo a espellere materia dal nucleo, contrastano il processo di contrazione dell'ammasso, perche´ la perdita di massa indebolisce la forza di gravita`. Le supernovae inoltre lasciano come residuo un insieme di stelle di neutroni e di buchi neri di massa stellare meno soggetti al fenomeno delle collisioni dirette per via delle loro dimensioni piu` compatte anche se tutti questi oggetti sono ancora legati gravitazionalmente. Sta di fatto che il destino dell'ammasso presente nel nucleo dipende da come procede la competizione tra questi fattori, le collisioni, gli incontri gravitazionali e la perdita esplosiva di massa a causa delle supernovae massicce (fig. 21). Una soluzione estrema e` che il processo di fusione porti alla formazione di poche stelle di enormi dimensioni che scivolano verso il centro dell'ammasso, si fondono tra loro e infine collassano in un buco nero. Nell'altro scenario estremo, una piccola frazione dell'ammasso iniziale si contrae fino a formare un nocciolo di stelle fortemente legate tra loro, nel quale quasi tutte le collisioni sono ora

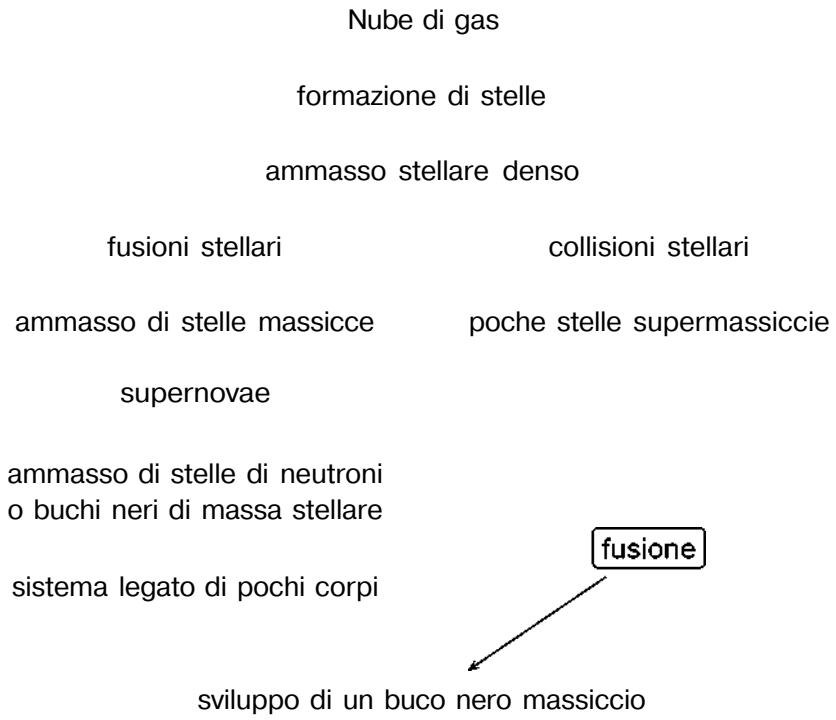


Figura 21: Possibili scenari evolutivi per un nucleo galattico.

violentemente distruttive. In questa seconda eventualita` l'evoluzione diventa ancora piu` incerta. Comunque le stelle con le loro collisioni darebbero origine ad una nube gassosa che non puo` che raccogliersi al centro galattico in quanto non sarebbe in grado di sfuggire alla forte attrazione gravitazionale dell'ammasso. Una volta che questa nube inizia a contrarsi per effetto della propria gravita`, e` quasi inevitabile che essa finisca per collassare in un buco nero.

Ma la faccenda e` ancor piu` complicata, perche` il nucleo galattico non e` un sistema chiuso. Le esplosioni di supernovae o i potenti venti stellari potrebbero espellere gran parte dei resti gassosi dalle regioni centrali, impedendone l'accumulo. Cio` e` particolarmente probabile in un nucleo galattico di massa modesta e di basse velocita` casuali, come e` il centro della Via Lattea, il cui contenuto di materia e` al piu` di alcuni milioni di masse solari. Ma in un nucleo galattico piu` denso o piu` massiccio, contenente fino a un miliardo di masse solari, non c'e` nulla che possa opporsi all'accumulazione della materia. In tal caso, il gas inizialmente lontano dal nucleo emesso dall'evoluzione stellare della galassia, sottratto allo spazio intergalattico, oppure residuato dalla formazione della galassia viene attratto verso il centro man mano che perde il proprio momento angolare. Lì giunto, non ha alternative: deve necessariamente accumularsi. Quale sara` la sua fine? Dara` vita a nuove stelle, contribuendo all'alta densita` dell'ammasso stellare centrale? Oppure formera` una nube amorfa destinata a frenare le orbite delle stelle di passaggio e a favorirne la fusione? Oppure ancora si contrarra`, per effetto della propria gravita`, fino a dare origine a una singola "superstella", che ci dice la teoria sarebbe cosı instabile da collassare immediatamente in un buco nero? Le risposte a simili domande restano altamente congetturali, ma non sarebbe poi cosı strano se nei nuclei di molte galassie si trovassero buchi neri molto massicci, di milioni o anche di miliardi di masse solari.

10.3 Le osservazioni

Di fronte a fenomeni cosı complessi, la strada maestra per scegliere la piu` credibile fra le molte e diverse ipotesi alternative e` quella dell'osservazione. Che cosa effettivamente osserviamo nel *solo* nucleo galattico

che siamo in grado di studiare in qualche dettaglio, cioe` quello della nostra Via Lattea, distante appena 25.000 anni luce da noi? Benche´ nel dominio ottico e in quello ultravioletto la radiazione proveniente dal centro galattico sia quasi totalmente oscurata dal gas e dalle polveri, e` possibile tracciare una mappa della regione alle lunghezze d'onda radio, infrarosse, dei raggi X e dei raggi gamma. Quel che vediamo e` solo una gran confusione: un ammasso stellare denso, immerso in un ambiente estremamente complesso, fatto di filamenti gassosi, di dischi, di bolle di gas. Ci sono lunghi filamenti lineari, riconoscibili nell'emissione radio per l'effetto di sincrotrone generato da elettroni energetici in moto nel campo magnetico, che in qualche modo ricordano le protuberanze che si sollevano dalla superficie del Sole.

Al centro di tutto vi e` una radiosorgente puntiforme indicata col nome di Sagittarius A* (Sgr A*). Da anni si discute se questo oggetto possa essere un buco nero di milioni di masse solari. Chi ritiene di si, ne sottolinea la forma compatta (e` cos`ı piccolo che potrebbe essere contenuto all'interno dell'orbita di Giove) e l'inconsueto spettro di radiazione, che assomiglia a quello prodotto da un gas che stia cadendo con lento moto a spirale in un buco nero. Un altro punto a favore dell'ipotesi del buco nero massiccio e` il lento spostamento di Sgr A* sulla volta celeste. Se la sua massa fosse solo poche volte maggiore di quella di una stella normale, molto probabilmente l'oggetto si muoverebbe con una velocita` analoga a quella delle altre stelle, mentre in realta` e` cos`ı lento che lo si puo` quasi considerare stazionario. Chi non e` d'accordo obietta che nella parte centrale dell'ammasso potrebbe esserci un numero cos`ı elevato di stelle ordinarie da render conto di tutta la massa presente, e che quindi non e` necessario scomodare un buco nero per spiegare il moto delle stelle. Una seconda obiezione e` che il rilascio energetico di Sgr A* e` cos`ı basso da rendere poco plausibile che si tratti di un buco nero supermassiccio immerso in un ambiente cos`ı denso di stelle e di gas.

Forse il dibattito sull'ipotesi del buco nero nel centro galattico potrebbe avviarsi a conclusione entro breve tempo. Fino a pochi anni fa, un pessimista avrebbe letto in questa controversia una chiara riprova del fatto che probabilmente i buchi neri, anche ammesso che esistano, sono assai poco propensi a segnalare in modo evidente la loro presenza. Ma oggi l'atteggiamento prevalente tra i "cacciatori di buchi neri" e` decisamente piu` ottimistico. Come spiegheremo nelle prossime sezioni, pare che molti buchi neri manifestino la loro presenza nei nuclei galattici con straordinari spettacoli pirotecnici: grazie a questi vistosi fenomeni, possiamo dirci ragionevolmente sicuri di aver scoperto buchi neri davvero supermassicci nei nuclei di altre galassie. Alcuni di questi si avvicinano a masse dell'ordine di $10^9 M_\odot$, facendo apparire nulla piu` che un nano l'ipotetico buco nero presente al centro della Via Lattea. Essi producono i fenomeni piu` luminosi che si conoscano nell'universo -i quasar - e possono essere scoperti anche grazie all'influsso gravitazionale che esercitano sul moto delle stelle e del gas nelle regioni centrali delle loro galassie.

11 I quasar

Non molto tempo dopo che le "nebulose a spirale" e le consorelle ellittiche furono riconosciute come "universi-isola" di stelle e di gas ben distinte dalla Via Lattea, gli astronomi cominciarono ad accorgersi che nei centri di molte galassie si verificava qualcosa di strano. Spesso, per esempio, vi si notava un'intensa concentrazione di luce blu, con caratteristiche spettrali decisamente diverse da quelle delle normali aggregazioni di stelle e di gas che popolano le galassie: la componente blu e ultravioletta della radiazione era troppo abbondante perche´ potesse scaturire da stelle ordinarie, benche´ molto calde. Talvolta queste sorgenti centrali di energia rivaleggiavano in luminosita` con l'intera galassia circostante, e in seguito si scopr`ı anche che il loro flusso era variabile. Le galassie dotate di tali sorgenti centrali vennero denominate *galassie attive,* e le sorgenti stesse furono dette *nuclei galattici attivi,* o AGN (dall'inglese *Active Galactic Nuclei).* Gli esempi piu` estremi di questi oggetti sono i quasar.

Alla scoperta e all'interpretazione delle galassie attive e dei quasar si arrivo` dopo un cammino alquanto tortuoso. Furono le scoperte accidentali degli astronomi radio e ottici a far capire che ci si era imbattuti in

uno dei fenomeni piu` energetici dell'Universo, e quasi certamente nella prova piu` limpida che nei nuclei delle galassie risiedono buchi neri massicci.

11.1 Segni di attivita`

Indizi di qualche forma di attivita` violenta nei centri delle galassie erano di tanto in tanto emersi nel corso dei cinquantanni che precedettero la scoperta dei quasar, avvenuta infine nel 1963. Gia` nel 1917 si era scoperto che la galassia M87 esibiva una struttura a forma di getto emanante dal suo nucleo. Altre galassie vicine come M82, sembravano attraversare una fase di violenta disgregazione, ma piu` tardi ci si rese conto che M82 appartiene a una sottoclasse di galassie la cui attivita` e` provocata non da un buco nero centrale, ma piuttosto da un intenso processo di formazione stellare in atto. Di prove certe che qualcosa di inusuale avviene in alcune galassie non se ne ebbero fino alla seconda guerra mondiale. In quegli anni Karl Seyfert, che lavorava all'Osservatorio di Monte Wilson (California), si rese conto che una ristretta famiglia di galassie spirali non piu` di qualche punto percentuale sul totale mostrava dei nuclei puntiformi di colore blu intenso. Gli spettri di quelle che noi ora chiamiamo *galassie di Seyfert* esibiscono forti righe d'emissione analoghe a quelle prodotte da nubi di gas ionizzato. Solo che, invece di essere righe molto sottili, come quelle che si osservano nei laboratori terrestri, queste si allargano su un intervallo di lunghezze d'onda sorprendentemente esteso. Tale allargamento, attribuito all'effetto Doppler, sarebbe indicativo di una estrema turbolenza del gas emittente, con velocita` casuali che arrivano a qualche centesimo della velocita` della luce: si tratta di moti tra 10 e 100 volte piu` veloci di quelli del gas ordinario che si osserva nelle galassie.

Ma fu soltanto con l'avvento della radioastronomia che si dovette prendere atto che alcune galassie potevano essere qualcosa di piu` di un mero aggregato di gas e di stelle ordinarie. Nel 1954 fu scoperta la radiosorgente Cygnus A, l'oggetto piu` brillante del cielo nelle onde radio e si riusc`ı a identificare l'origine dell'emissione in due gigantesche regioni, simmetricamente disposte rispetto alla galassia centrale, costituite da lobi di plasma cioe` di gas ionizzato. La stima dell'energia posseduta dai due lobi sotto forma di elettroni in moto a velocita` prossime a quella della luce doveva essere superiore alla quantita` rilasciata dalla annichilazione completa (attraverso la formula $E = mc^2$) di materia per un totale di 10^6 $M_\odot$. Questo risultato fu la prima chiara prova che i nuclei galattici possono rilasciare energia su una scala che supera ampiamente quella delle esplosioni di supernova e che, in virtu` di qualche strano meccanismo, questa energia e obbligata ad assumere la forma di particelle relativistiche e di campi magnetici. Ma da dove proviene tale energia?

Il principale contributo dell'astronomia ottica alla soluzione dell'enigma venne nel 1963 con la scoperta da parte di Maarten Schmidt di 3C 273, il primo *quasar*[3]. Questo oggetto, oltre ad avere un *redshift* pari al 15% della velocita` della luce e quindi, per la legge di Hubble, doveva trovarsi ad una distanza cosmologica di circa 2 miliardi di anni luce, doveva essere pure particolarmente compatto in quanto ricerche sul materiale fotografico dei decenni precedenti avevano rivelato una variabilita` della sua luminosita` di appena un mese.

Era dunque stata scoperta una nuova classe di oggetti celesti dall'aspetto simile a quello delle stelle ordinarie sulle lastre fotografiche, ma con righe d'emissione con alti *redshift:* questi oggetti, chiamati *quasar* o anche *QSO* (acronimo di *Quasi Stellar Object),* sviluppavano una potenza almeno cento volte superiore a quella di un'intera galassia! La ragione per cui i quasar non erano stati riconosciuti in precedenza e` che a prima vista sembrano normali stelle. I quasar rivelarono la loro straordinaria emissione di energia solo dopo essere stati attentamente studiati con gli spettrografi, in seguito alla loro casuale scoperta nelle radioonde.

11.2 Quasar e Nuclei Galattici Attivi

Secondo molti astrofisici i quasar non sono che una versione luminosissima degli stessi nuclei blu che Seyfert aveva osservato nei centri di talune galassie spirali vicine. Il motivo per cui ci appaiono come stelle

[3] Si vedano le pagg. 57 e seguenti del I corso di Astronomia.

isolate e` che la loro luminosita` e` talmente soverchiante rispetto a quella della galassia circostante da renderla invisibile. Non sorprende che la maggior parte dei primi quasar scoperti mostrasse una forte radioemissione, dal momento che gli astronomi ottici usavano proprio tale emissione per selezionare gli oggetti da studiare. Tuttavia, oggi sappiamo che i quasar con una forte radioemissione sono l'eccezione piuttosto che la regola: in nove casi su dieci le sorgenti puntiformi ad alta luminosita` e con righe d'emissione larghe (cioe` dal profilo allargato per effetto Doppler) non hanno forti emissioni nelle radioonde.

Mentre i quasar e le galassie di Seyfert sono particolarmente luminosi alle lunghezze d'onda ottiche, ultraviolette e nei raggi X, altre galassie dispiegano un'attivita` anomala di tipo molto differente. Le radiogalassie, i cui prototipi sono Cygnus A e M87 in qualche modo incanalano il grosso della loro emissione energetica nella banda radio, producendo larghe "macchie" di radioemissione diffusa sulla volta celeste. Sta di fatto che tutte le varieta` di quasar, di galassie di Seyfert e di radiogalassie sono considerate appartenenti alla classe osservativamente eterogenea degli oggetti chiamati *Nuclei Galattici Attivi* o come detto AGN; ma che cosa hanno davvero in comune queste sorgenti celesti? Nel caso delle piu` comuni galassie spirali ed ellittiche queste, benche´ abbiano morfologie, popolazioni stellari e dinamiche interne molto differenti, presentano fondamentali analogie strutturali, in quanto sistemi di stelle e di gas tenuti assieme dalla forza di gravita`. Percio` il loro raggruppamento nella categoria delle galassie si e` rivelato una feconda generalizzazione che ha aiutato gli astrofisici a scoprire i principi unificanti dei vari tipi di strutture che popolano l'universo. Ci si chiede allora se la definizione di *Nuclei Galattici Attivi* rifletta un'analoga unita` tra queste sorgenti apparentemente cos`ı diverse. Un legame ovvio e importante e che

- *tutte queste forme di attivita` hanno origine nei nuclei delle rispettive galassie.*

Ma si puo` andare oltre. Alcuni aspetti simili nelle diverse forme di attivita` inducono a ritenere che tutte rappresentino differenti manifestazioni dello stesso tipo di fenomeno. Tali proprieta` generali sono raggruppabili nelle quattro seguenti generalizzazioni.

1. *Gli AGN possono emettere energia a potenze elevatissime.* L'emissione dei piu` luminosi tra i quasar e delle piu` potenti radiogalassie puo` superare di un fattore 100 la luminosita` totale di tutte le stelle di una grande galassia. Gli episodi di attivita` possono durare molti milioni di anni. Tra i fenomeni di lunga durata dell'universo, gli AGN sono i piu` potenti che si conoscano.

2. *Gli AGN sono estremamente compatti.* Abbiamo gia` detto che la luminosita` del quasar 3C 273 varia irregolarmente su periodi di alcune settimane, ma la rapida variabilita` in qualche caso su tempi scala di appena poche ore e` un aspetto ricorrente negli AGN. Questa variabilita` pone un limite superiore alle dimensioni di un AGN. Se la luminosita` di un corpo astronomico varia regolarmente in un certo intervallo di tempo, se ne puo` concludere che esso deve essere piu` piccolo della distanza che la luce puo` percorrere in quello stesso intervallo: infatti nessun segnale puo` propagarsi piu` velocemente della luce per "informare" le diverse regioni dell'oggetto di variare in fase. La velocita` di variazione osservata quindi indica che le dimensioni degli AGN non possono superare di molto quelle del sistema solare: si tratta di dimensioni davvero minuscole per gli standard galattici.

3. *La radiazione degli AGN probabilmente non e` prodotta da stelle o gas.* Pur emettendo piu` energia in questa o in quella parte dello spettro, gli AGN producono sempre una cospicua quantita` di radiazione su un ampio intervallo di lunghezze d'onda (fig. 23). Ce ne sono alcuni che emettono quantita` paragonabili di energia nelle regioni radio, dell'infrarosso, dell'ottico, dell'ultravioletto, dei raggi X e dei raggi gamma: un intervallo di lunghezze d'onda di oltre 10^{10}! Al contrario, le stelle e il gas tendono a concentrare la loro emissione su una banda di lunghezze d'onda relativamente ristretta; questa banda caratteristica risulta correlata con la temperatura della materia emittente, secondo la cosiddetta legge di corpo nero che descrive la radiazione prodotta dai solidi, dai liquidi e dai gas di alta densita` (si veda

AGN Nuclei Galattici Attivi

Emissione di grandi quantita' di energia

Dimensioni molto compatte

' Radiazione dispersa in un ampio intervallo

» Presenza di gas con velocita' relativistiche

Figura 22: Caratteristiche dei *Nuclei Galattici Attivi*.

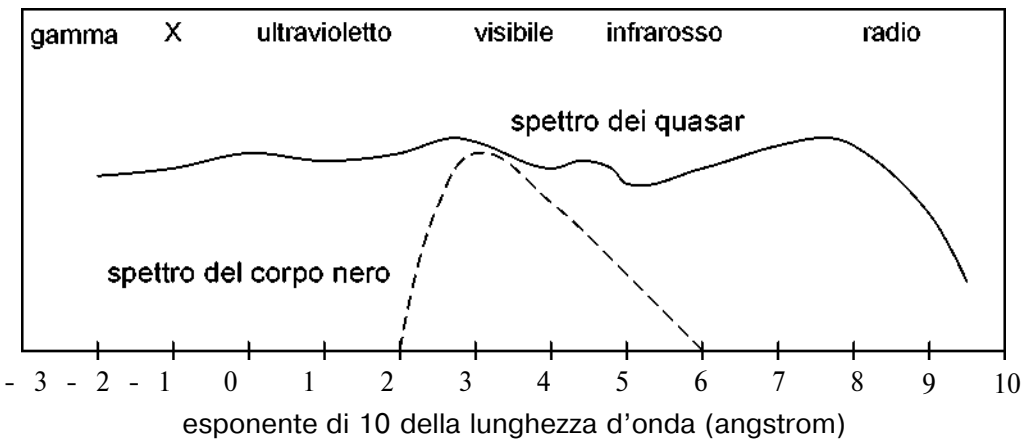


Figura 23: Spettro dei quasar.

2.3 pag. 7). Risulta cos`ı che un corpo molto caldo irraggia soprattutto nella banda delle lunghezze d'onda brevissime, cioe` nella regione spettrale dei raggi X e gamma. La radiazione, che e` caratterizzata da un picco ben definito nello spettro, e` detta termica, perche` assomiglia a quella prodotta da un corpo solido a una data temperatura; ne sono esempi il filamento di una lampadina a incandescenza o la serpentina di una stufetta elettrica. Gli AGN hanno spettri "non-termici", perche´ l'energia emessa e` cos`ı uniformemente distribuita nelle lunghezze d'onda che e` impossibile associarle una particolare temperatura.

4. *Gli AGN contengono gas che si muove ad altissima velocita`, spesso prossima a quella della luce*. Le velocita` delle nubi di gas nei quasar e negli altri tipi di AGN possono essere dedotte misurando lo spostamento Doppler delle righe d'emissione. Le velocita` cos`ı ottenute raggiungono normalmente il 10% della velocita` della luce. Come vedremo in seguito, di solito le velocita` dei getti prodotti dalle radiogalassie sono misurate con metodi piu indiretti; tuttavia, gli elementi di prova fin qui raccolti inducono a ritenere che essi contengano gas che si allontana dal nucleo quasi alla velocita` della luce.

Che cosa possiamo dedurre dalle caratteristiche mostrate dagli AGN? Come vedremo, tutti questi fenomeni possono esser spiegati molto semplicemente (si fa per dire...) come la manifestazione dell'esistenza di buchi neri massicci nel centro delle galassie. L'aspetto cruciale di tale deduzione e` contenuto nelle prime due caratteristiche, cos`ı straordinarie che vale la pena di riaffermarle: gli AGN sono oggetti capaci di pro-

durre l'energia sviluppata da un'intera galassia dentro una regione che ha le dimensioni del sistema solare. In particolare i quasar possono essere spiegati da un modello che vede come protagonista un buco nero di almeno 10^8 $M_\odot$. Come le stelle binarie X sono alimentate dal trasferimento di materia dalla stella compagna verso quella compatta, cosı i buchi neri massicci negli AGN verrebbero energizzati dalla cattura del gas della galassia circostante, o addirittura dall'inghiottimento di intere stelle. La materia catturata turbinerebbe nell'intenso campo gravitazionale raggiungendo quasi la velocita` della luce prima di finire distrutta e ingoiata. L'energia gravitazionale cosı liberata metterebbe a disposizione la potenza necessaria per giustificare la luminosita` e i getti gassosi che caratterizzano gli AGN.

12 Getti cosmici

Fasci sottili di particelle velocissime emergono dal profondo del nucleo delle radiogalassie e spesso si proiettano nello spazio per milioni di anni luce. Si sospetta che al centro di quelle galassie possa annidarsi un buco nero, ma a onor del vero questi getti di gas sembrerebbero proprio l'ultima cosa che ci si possa attendere da un buco nero: i buchi neri non sono, almeno nell'immaginario collettivo, gli "spazzini" del Cosmo, avidi risucchiatori di tutto cio` che li circonda? Sembra ovvio che il gas catturato da simili "mostri" possa diventare caldo e luminoso poco prima di sparire nelle loro fauci, giustificando in tal modo la luminosita` di un buco nero in accrescimento. Ma l'idea che gran parte del gas in caduta possa poi rimbalzare all'indietro ed essere scagliata via a una velocita` pari al 99% di quella della luce sfida ogni fantasia; o piuttosto sarebbe apparsa assai poco verosimile se fosse stata avanzata prima dell'avvento della radioastronomia. Ma, come e` gia` capitato in passato, una nuova tecnica osservativa spesso ribalta la nostra visione dell'universo.

Dopo essere stati scoperti nelle radiogalassie, i getti si sono dimostrati un fenomeno relativamente comune nell'universo. Spesso si producono quando un gas conserva una certa quantita` di momento angolare e turbina all'interno di un forte campo gravitazionale come, per esempio, in un disco di accrescimento. Possiamo immaginarli come delle specie di trottole celesti che si instaurano in un ampia gamma di ambienti astrofisici: radiogalassie, binarie X e anche stelle ordinarie poco dopo la loro formazione. Dunque, non sono una manifestazione tipica dei soli buchi neri. Tuttavia i getti che si formano nei pressi di un buco nero recano il marchio delle condizioni estreme dell'ambiente in cui nascono: da nessun'altra parte nell'universo vediamo la materia sospinta a velocita` cosı spaventose, quasi sempre prossime a quella della luce.

12.1 La radioastronomia e tecniche di rilevazione dei getti

Per essere precisi, bisognerebbe dire che i radioastronomi riscoprirono i getti prodotti nei nuclei galattici attivi. Gia` nel 1917 infatti, Heber Curtis aveva notato un getto di luce emergente dal nucleo della galassia ellittica gigante M87, situata nel centro di un ammasso di galassie nella costellazione della Vergine. Quella osservazione rimase pero` senza seguito anche perche´ a quell'epoca non si era ancora capito che M87 era una galassia lontana.

La radioastronomia affonda le sue radici nell'industria delle telecomunicazioni. Nel 1931 Karl Jansky, ingegnere dei Bell Telephone Laboratories, costruı un'antenna molto sensibile per individuare la sorgente di certe onde radio che interferivano con le comunicazioni telefoniche transatlantiche. Fu cosı che noto` che una delle sorgenti del rumore variava con un periodo di 24 ore e che la sua comparsa e la sua sparizione coincidevano con quelli della Via Lattea sulla volta celeste. Chiaramente, la fonte di queste onde doveva trovarsi ne´ sulla Terra ne´ nel sistema solare, bensı in distanti regioni della nostra Galassia. L'annuncio della scoperta di radioonde di origine galattica sbalordı gli astronomi ma non ebbe, anche in questo caso, conseguenze rilevanti.

Al termine della seconda guerra mondiale, quanti si erano occupati dello sviluppo del radar, ritornarono al lavoro civile presso universita` e laboratori di ricerca. Si cominciarono quindi a costruire i primi radiotelescopi, strumenti abbastanza primitivi e fortemente limitati dalla loro scarsa risoluzione angolare.

Difatti la finezza dei dettagli rilevabili da parte di un telescopio dipende fondamentalmente dal rapporto tra le dimensioni dello strumento e la lunghezza d'onda alla quale vengono compiute le osservazioni. Quanto piu` questo rapporto e` elevato, tanto migliore e` la risoluzione. Per esempio, in un telescopio ottico di 5 metri di diametro il rapporto vale (per la luce rossa) $r = 5\ m/(6 \times 10^{-7})\ m = 8{,}3 \times 10^{6}$. Per un radiotelescopio di 100 metri di diametro invece, essendo la lunghezza d'onda radio dell'ordine dei centimetri risulta $r' = 100\ m/0{,}01\ m = 10^{4}$. Per disporre della medesima risoluzione quindi sarebbe necessaria un'antenna radio di 83 km! Di conseguenza affinche´ un singolo radiotelescopio possa raggiungere la stessa risoluzione di un telescopio ottico, dovrebbe disporre di un'antenna del diametro di parecchi chilometri, cosa evidentemente impensabile.

I radioastronomi sono riusciti ad escogitare comunque una tecnica potente, chiamata *interferometria,* grazie alla quale una lunga schiera di piccole antenne simula la risoluzione ottenibile da un unico grande radiotelescopio. Cos`ı dalla fine degli anni sessanta furono costruiti interferometri sempre piu` grandi: il piu` grande di questi, il *Very Large Array (VLA)* consta di 27 radiotelescopi, ciascuno di 25 m di diametro, allacciati tra loro e distribuiti in una schiera a forma di "Y" che si allunga per 40 km. Questo apparato puo` rivelare particolari in cielo con una risoluzione paragonabile al Telescopio Spaziale Hubble nella luce visibile (equivalente a individuare una moneta da 100 lire a una distanza di 50 km).

12.2 Formazione dei lobi

L'abbondanza di dati e dettagli proveniente da sistemi di tal genere permise di chiarire la natura di quelle radiosorgenti che si mostravano con una struttura a due lobi, disposti simmetricamente, come la gia` citata Cygnus A. Nei primi anni settanta i ricercatori dell'Universita` di Cambridge proposero una soluzione dalla quale sono scaturite tutte le teorie correnti sulle radiogalassie: i lobi devono essere alimentati da due fasci gemelli di gas relativistico (cioe` in moto con velocita` prossime a quella della luce) creato nel nucleo della galassia e che si propaga in direzioni diametralmente opposte verso i lobi (fig. 24).

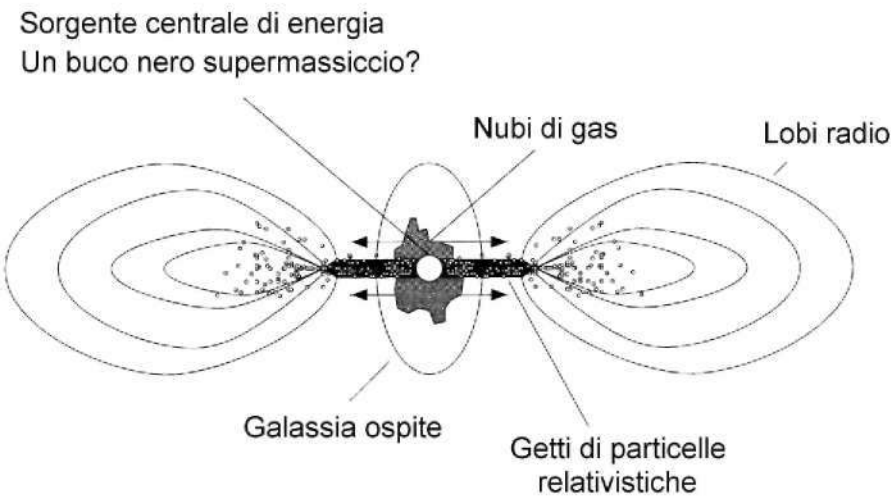


Figura 24: Modello di una radiogalassia.

Per capire come si formano i lobi e le macchie calde ai loro estremi si deve tener presente che le galassie non sono circondate da spazio vuoto. Proprio come lo spazio tra le stelle di una galassia e` permeato dal

mezzo interstellare, composto da gas e polvere, cos`ı lo spazio tra le galassie e` occupato dal cosiddetto mezzo intergalattico. Per quanto tenue possa essere, questa materia intergalattica oppone resistenza alla libera espansione dei getti gassosi emanati dalla galassia, ed e` la sua presenza che origina le strutture osservabili di una radiosorgente. Una volta iniziata l'attivita` nel centro della galassia, ciascuno dei due getti si fa strada nella galassia stessa dapprima filtrando attraverso il mezzo interstellare e poi sbucando nel mezzo intergalattico. Man mano che procede verso l'esterno, il getto incontra materia sempre meno densa: da circa un atomo d'idrogeno per centimetro cubico si passa a circa uno per alcuni milioni di centimetri cubici. In ogni caso, per procedere il getto deve spingere via la materia che incontra: la sua 'punta' ne risulta cos`ı frenata e si muove piu` lentamente del flusso di gas che segue. Il risultato e` che l'energia si accumula sulla parte avanzante del getto: questa e` la spiegazione piu` plausibile delle macchie calde. Quando si avvicina alla macchia calda, il gas che si muove con velocita` prossime a quella della luce subisce una repentina decelerazione. Questa improvvisa decelerazione genera un'onda d'urto i cui effetti sono molto importanti. Prima che il getto raggiunga l'onda d'urto, le particelle si muovono all'unisono e quasi tutta l'energia si trova sotto forma di energia cinetica ordinata. Il passaggio attraverso il fronte d'urto converte molta di questa energia in due forme, quella degli elettroni relativistici (elettroni che si muovono in tutte le direzioni con velocita` prossime a quelle della luce) e quella di un campo magnetico, che sono i due ingredienti di base per lo sviluppo di una radiazione particolare, la radiazione di sincrotrone. E` pertanto del tutto naturale che la radioemissione piu` intensa in una radiosorgente a doppio lobo sia generata proprio la` dove il getto viene frenato dall'azione del gas circostante (fig. 25).

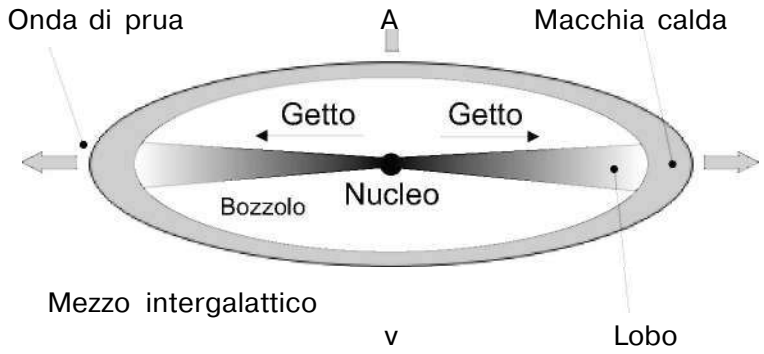


Figura 25: Schema delle radiosorgenti doppie.

Dopo l'impatto contro la macchia calda, il materiale sopraggiungente non puo` far altro che rimbalzare verso la galassia, gonfiando cos`ı gli immensi lobi che si vedono nelle immagini radio. In effetti, i lobi sono solo la parte piu` luminosa di una bolla molto piu` grande che avvolge l'intera sorgente e che e` detta *bozzolo*. Quasi tutta l'energia delle radiosorgenti e` contenuta nei lobi e nel bozzolo: il contenuto energetico dei lobi e` prodigioso e, in media, deve trattarsi di una quantita` di energia pari a quella liberata dalla totale conversione in energia della massa di un milione di stelle.

Se negli anni settanta divennero sempre piu` convincenti gli argomenti teorici a favore dell'esistenza dei getti, tuttavia gli astronomi accettarono definitivamente la loro esistenza solo dopo la scoperta, avvenuta verso la fine del 1978, che una binaria a raggi X della nostra Via Lattea, conosciuta come SS433, produceva una coppia di getti sottili. A differenza di quelli delle radiogalassie, i getti di SS433 erano sufficientemente freddi e densi da consentire di misurarne la composizione e la velocita` attraverso i comuni metodi spettroscopici. Si accerto` cos`ı che consistevano di gas con una composizione chimica ordinaria, soprattutto idrogeno, e che questo gas si muoveva a un quarto della velocita` della luce (fig. 26). Si trattava dunque di una prova incontrovertibile della natura dei getti in almeno un oggetto astronomico distante da noi solo 16 mila anni luce, anche se molto diverso da una radiogalassia.

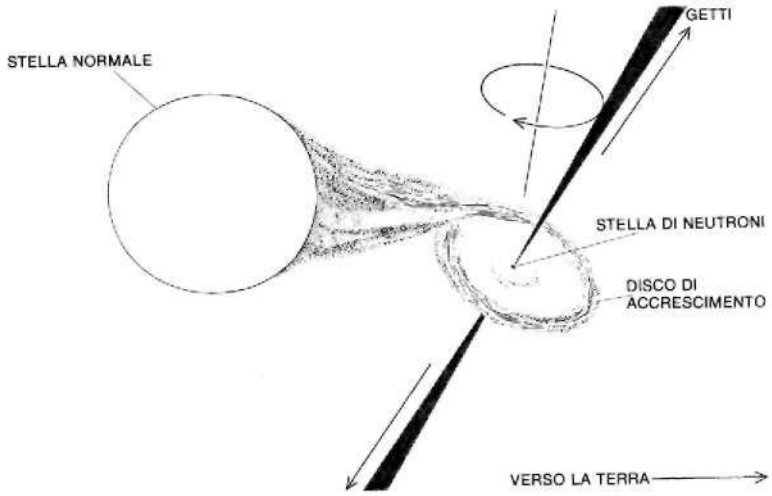


Figura 26: Modello a getto rotante per il sistema SS433.

13 Buchi neri galattici

Se le proprieta` dei getti su grande scala sembrano abbastanza sorprendenti, la loro natura diventa ancor piu` misteriosa nelle immediate vicinanze del nucleo. E` qui che evidentemente va ricercata la sorgente dei getti. Nell'esplorazione di questa zona, per mezzo di tecniche in grado di combinare le registrazioni eseguite in simultanea da radiotelescopi distribuiti su un intero continente, si osserva che i getti possiedono una loro struttura definita gia` su scale molto piccole: nel caso della radiogalassia vicina M87, che dista solo 50 milioni di anni luce, i getti possiedono una loro individualita` a scale di soli 0,03 anni luce cioe` solo circa cento volte maggiori della probabile dimensione di un buco nero. Conseguentemente, nascosto per ora all'osservazione diretta dalle piccole dimensioni del nucleo galattico, il processo di formazione dei getti negli AGN e` materia di esclusiva competenza degli astronomi teorici.

Qual'e` il meccanismo in grado di accelerare un potente flusso di gas a velocita` relativistiche senza produrre contemporaneamente un'intensa sorgente di radiazione? Non e` facile immaginare come si possa arrivare a simili velocita` sfruttando la sola energia gravitazionale rilasciata dalla materia in caduta. Un disco di accrescimento potrebbe riconvertire parte della sua energia creando un vento di particelle, ma e` improbabile che un flusso del genere possa raggiungere le velocita` osservate nei getti. C'e` pero` un'altra sorgente di potenza disponibile: l'energia di rotazione di un buco nero rotante.

Quando Roger Penrose dell'Universita` di Oxford avanzo` per primo questa ipotesi, per tutti gli astronomi fu un vero shock, perche´ nessuno aveva mai pensato che si potesse estrarre qualcosa da un buco neo. Invece sembra sia proprio la via giusta. Dalla teoria gravitazionale di Einstein discende che la legge che governa la crescita dei buchi neri impone esclusivamente che l'area superficiale dell'orizzonte del buco nero non possa mai diminuire. Poiche´ un buco nero rotante ha una superficie piu` piccola di quella di uno a riposo di pari massa, non c'e` nessuna ragione, in linea di principio, perche´ non se ne possa estrarre l'energia dovuta alla rotazione.

Gli astrofisici hanno proposto diversi meccanismi in grado di estrarre energia da un buco nero di tal genere: uno di questi considera un buco nero rotante come un conduttore rotante all'interno di un campo magnetico. E come tutti i conduttori rotanti immersi in un campo magnetico, sulla superficie si formerebbe una differenza di potenziale tra l'equatore e i poli. Cio` significa che il buco nero si comporta come una batteria, solo che la differenza di potenziale fra i poli nel buco nero presente in un AGN e` dell'ordine di 10^{15} volt invece dei familiari 12 volt degli accumulatori per auto!

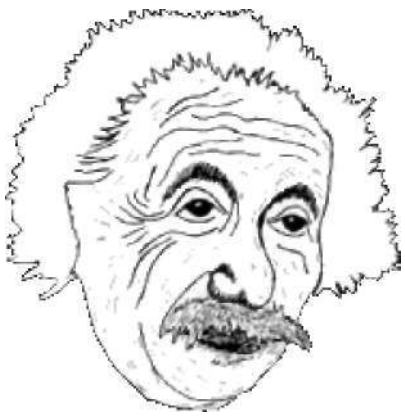
Per estrarre energia da una batteria, bisogna inserirla in un circuito. Nel caso di un buco nero, il ruolo del

filo e` svolto dal gas ionizzato che circonda il buco nero, visto che tale gas (composto da ioni) e` un eccellente conduttore. Questa modello permette effettivamente di estrarre energia dal buco nero e quindi accelerare le particelle cariche e sospingere il getto. Naturalmente l'estrazione di energia esercita un effetto frenante sulla rotazione del buco nero: in questo senso possiamo pensare al buco nero rotante come a una sorta di volano, che accumula energia rotazionale in vista di una successiva utilizzazione. Poiche´ in prossimita` di un buco nero si ritiene presente un campo magnetico, le linee di forza del campo devono essere concatenate con il buco nero ossia devono ruotare assieme ad esso. Le particelle del gas ionizzato sono quindi forzate a ruotare anch'esse insieme alle linee del campo e quindi a muoversi lungo la direzione dell'asse di rotazione che e` anche la direzione lungo la quale risultano attorcigliate le linee di campo.

Gli stessi meccanismi proposti per spiegare la produzione e la collimazione dei getti nei nuclei galattici attivi possono essere generalizzati per spiegare i getti che si riscontrano anche in altre situazioni astrofisiche. Oramai e` assodato che i getti si trovano dappertutto nell'universo. Anche dai dischi gassosi rotanti nei quali si stanno formando stelle come il Sole, scaturiscono sottilissimi getti che si protendono nello spazio per diversi anni luce. Evidentemente pero` questi getti protostellari sono molto diversi da quelli degli AGN: hanno velocita` dell'ordine di soli 100 km/s (ossia tremila volte inferiori), e inoltre sono costituiti da gas di composizione ordinaria invece che da coppie elettroni-positroni (l'antiparticella dell'elettrone).

Altri getti si sono individuati di recente in molte binarie X della nostra Galassia. Questi ultimi, che sembrano versioni in miniatura dei getti prodotti dalle radiosorgenti doppie extragalattiche, potrebbero essere il risultato di processi simili, ma provocati da un buco nero con una massa enormemente inferiore: circa 10 $M_{\odot}$ invece che molti milioni di masse solari.

Resta comunque la straordinarieta` dei getti delle galassie attive, getti che trasportano energia a una velocita` maggiore del 99% di quella della luce. Questi getti relativistici possono essere considerati il biglietto da visita dei buchi neri supermassicci. La teoria ci dice che la potenza del getto puo` scaturire tutta direttamente dalla rotazione del buco nero. Le piu` cospicue manifestazioni di attivita` nelle galassie possono essere percio` un esito diretto di processi governati dalla teoria di Einstein ai suoi limiti piu` estremi, operanti nelle profondita` dei nuclei galattici e ad una scala che e` dieci miliardi di volte inferiore di quella dei lobi radio.



t^Hv 2 ^9^v — Kl ni>

Lezione 4. L'Universo

14 Origine dell'universo

14.1 Un universo omogeneo

Nelle lezioni precedenti ci siamo familiarizzati con gli elementi principali dell'universo: le stelle e le galassie. A queste scale la distribuzione della massa e` evidentemente non uniforme. Le stelle sono regioni dove la massa appare concentrata in modo sostanzialmente diverso che nelle regioni interstellari. Analoga osservazione si puo` fare per le galassie e le regioni intergalattiche cos`ı come tra ammassi di galassie. La materia appare ancora distribuita con diverse densita`.

Ad una scala maggiore comunque della distanza media tra gli ammassi di galassie, diciamo qualche decina di Mpc (30-60 milioni di anni luce), l'universo comincia ad apparire abbastanza uniforme. Per esempio, se dividiamo l'universo in regioni cubiche, ciascuna con un lato di 100 Mpc (100×10^6 pc), ognuna di queste regioni contiene approssimativamente lo stesso numero di galassie, di ammassi di galassie, in sostanza la medesima massa. Si dice quindi che l'universo e` omogeneo quando lo si considera alla scala di 100 Mpc o maggiore. L'universo quindi ha una distribuzione disomogenea di materia a 'piccola' scala mentre assume una struttura decisamente piu` omogenea quando viene studiato alle scale piu` grandi. Se quindi esso appare omogeneo, e` naturale chiedersi quale sia la sua densita` media. Una stima che tenga conto sostanzialmente di tutte le galassie conosciute e degli ammassi di galassie, implica per la densita` un valore prossimo a 5×10^{-30} grammi al centimetro cubo.

Per quanto detto circa le forze esistenti nella materia (lezione 1, parag. 1), vi sono solo due forze che possono influenzare a larga scala la sua distribuzione: le forze elettromagnetiche e la gravita`. Di queste due, la forza elettromagnetica agisce solo tra particelle cariche ma poiche´ la materia e` generalmente neutra, possiamo ritenere trascurabile la sua influenza sulla dinamica dell'universo. Ne segue che il comportamento del nostro universo e` sostanzialmente governato dalla sola forza di gravita`.

14.2 L'espansione dell'universo e teoria della gravitazione

Come, quando e perche´ ha avuto inizio il nostro universo? Qual e` il suo ordine di grandezza? Che forma ha? Di che cosa e` fatto? Sono domande che possono nascere dalla curiosita` di un bambino, ma sono anche quesiti intorno ai quali lavorano da diversi decenni i cosmologi moderni. Fino ai primi anni del secolo ventesimo, ne´ i filosofi ne´ gli astronomi avevano mai messo in dubbio l'idea che esistesse uno spazio fisso sullo sfondo del quale si muovevano le stelle, i pianeti e tutti gli altri corpi celesti. Per quanti cambiamenti si potessero osservare, ci si immaginava sempre che essi avvenissero sullo sfondo di uno spazio fisso, piu` o meno come avviene alle palle da biliardo che rotolano su un piano. Ma negli anni venti questa semplicistica rappresentazione dovette essere mutata; in primo luogo, per suggerimento dei fisici che studiavano le conseguenze della nuova concezione della gravita` proposta da Einstein; e, in secondo luogo, per i risultati delle nuove osservazioni eseguite dall'astronomo nordamericano Edwin Hubble sul colore della luce emessa dalle stelle appartenenti a galassie lontane.

Il dato da cui dobbiamo partire per tentare una risposta e`, appunto, quello che considera l'universo sostanzialmente uniforme a grande scala e che vede la gravita` come la sola forza responsabile della sua struttura. Ora, quando la materia si ritrova distribuita in modo uniforme i campi gravitazionali possono

essere molto intensi e, come nel caso dei buchi neri o delle pulsar, solo la teoria gravitazionale di Einstein e` in grado di trattare simili situazioni.

Le conseguenze di tale teoria per campi gravitazionali generati da distribuzioni uniformi di materia sono abbastanza facili da ottenere: essa *predice che un simile universo debba essere in uno stato di espansione*, con la distanza tra gli oggetti cosmici (per esempio, le galassie) in graduale allontanamento uno dall'altro. Matematicamente, una tale situazione viene descritta da una quantita` detta il *fattore di espansione*. Un tale fattore determina nella teoria la struttura a grande scala nell'universo e, al variare del tempo, questo stesso fattore deve crescere in modo da descrivere l'aumento delle dimensioni dello spazio. Questo modello pertanto suggerisce che tutte le galassie piu` distanti devono allontanarsi da noi a seguito dell'espansione cosmica. E, in effetti, questa previsione e` stata confermata. E` stato Hubble il primo a evidenziare questo fondamentale fenomeno cosmologico.

Hubble fece uso di una semplice proprieta` delle onde elettromagnetiche. Se la loro sorgente si allontana dall'osservatore, la frequenza con cui le onde stesse sono ricevute diminuisce o, similmente, la lunghezza d'onda deve aumentare.

Per renderci conto di un tale effetto, agitiamo un dito in uno specchio d'acqua tranquilla e osserviamo le creste delle onde che si muovono verso un certo punto della superficie dell'acqua. Allontaniamo adesso il dito da quel punto, continuando a produrre le onde: vedremo che esse saranno ricevute con una frequenza inferiore a quella con cui sono emesse. Se invece muoviamo infine il dito verso il medesimo punto di ricezione, la frequenza di ricezione delle onde aumentera`. Questa proprieta` e` comune a tutte le specie di onde. Nel caso delle onde sonore, essa determina il cambiamento di altezza del fischio di un treno o di una sirena della polizia, quando il treno o l'automobile ci passano davanti: e` il cosiddetto *effetto Doppler* (fig. 27).

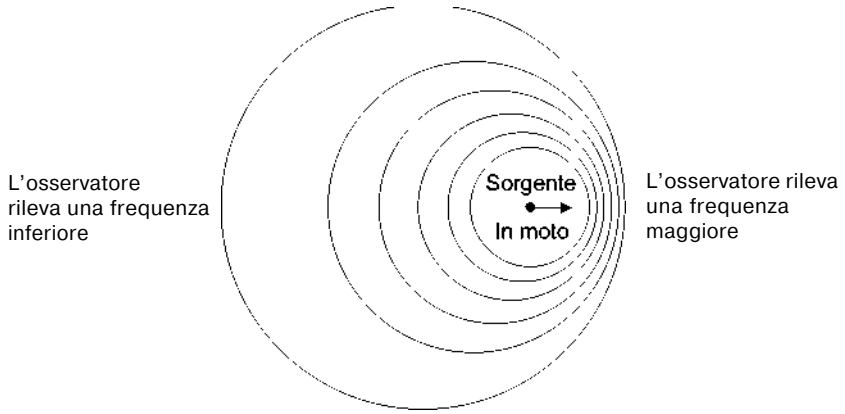


Figura 27: Rappresentazione di onde emesse da una sorgente in moto.

Ora anche la luce e` un'onda, e quando la sua sorgente si allontana dall'osservatore, la diminuita frequenza delle onde luminose fa sì che la luce visibile appaia all'occhio dell'osservatore leggermente piu` rossa. Questo effetto e chiamato *spostamento verso il rosso* o *redshift*. Quando la sorgente luminosa si avvicina all'osservatore, la frequenza di ricezione aumenta, la luce visibile diventa piu` azzurra e questo effetto prende il nome di *spostamento verso il blu* o *blueshift*.

Hubble scopr`ı che la luce proveniente dalle galassie da lui osservate mostrava un sistematico spostamento verso il rosso. Misurando il cambiamento di colore nello spettro di emissione di particolari atomi e confrontandolo con quello della luce emessa da atomi dello stesso tipo in un laboratorio terrestre, egli pote´ stabilire la velocita` di allontanamento delle sorgenti luminose. Confrontando quindi la luminosita` apparente di alcune stelle della classe delle cefeidi con i rispettivi periodi di variabilita`, Hubble pote´ dedurre le loro

distanze da noi. Scopr`ı, in tal modo, che tanto piu` lontana era la sorgente luminosa, tanto piu` spostato verso il rosso appariva il suo spettro e conseguentemente tanto piu` velocemente essa si stava allontanando da noi. Questa tendenza e` nota col nome di *legge di Hubble* ed e` illustrata con dati moderni nella fig. 28.

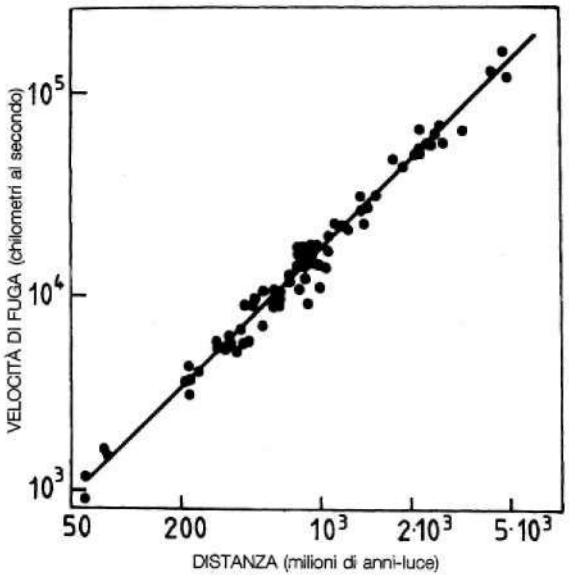


Figura 28: Rappresentazione grafica della legge di Hubble.

La fig. 29 (1 Angstrom = 10^{-10} metri) mostra invece un esempio di segnale luminoso emesso da una galassia lontana che presenta lo spostamento verso il rosso della luce emessa da vari atomi (idrogeno H–alfa e H–beta, ossigeno O, azoto N) rispetto allo spettro che si sarebbe avuto se la luce fosse stata emessa dagli stessi atomi in laboratorio.

Hubble aveva scoperto l'*espansione dell'universo*. Al posto di uno sfondo immutabile entro il quale noi potessimo seguire i moti locali dei pianeti e delle stelle, egli scopr`ı che l'universo si trovava in uno stato dinamico. E questa scoperta confermava quanto la teoria generale della relativita` di Einstein aveva gia` predetto a proposito dell'universo: che esso non puo` essere statico.

14.3 Natura dell'espansione

Ma che cosa esattamente si sta espandendo? Certamente non la Terra, ne´ il sistema solare e neppure la nostra galassia, la Via lattea. Non si espandono neppure quegli aggregati di migliaia di galassie a cui diamo il nome di "ammassi galattici". Tutti questi aggregati di materia sono legati insieme da forze di attrazione elettriche e gravitazionali fra le loro parti costitutive, certamente prevalenti a queste scale sull'espansione.

Solo quando si passa alla scala dei grandi ammassi di centinaia di migliaia di galassie e` possibile constatare che l'espansione vince la locale forza di gravita`. Per esempio, la galassia a noi piu` vicina, Andromeda, si muove verso di noi perche´ l'attrazione gravitazionale fra Andromeda e la Via Lattea e` piu` forte degli effetti dell'espansione universale. Sono quindi gli ammassi galattici, e non le galassie, che funzionano come punti di riferimento dell'espansione cosmica.

Dal punto di vista della Terra, sembra che ogni ammasso galattico si stia allontanando da noi. Perche´ diciamo *noi*? Se conosciamo un poco la storia della scienza, sappiamo che Copernico dimostro´ che la Terra non e` al centro dell'universo. Se invece pensiamo che ogni cosa si stia allontanando da *noi*, non ci ricollochiamo nuovamente al centro dell'immensita` degli spazi? Le cose in effetti non stanno per niente

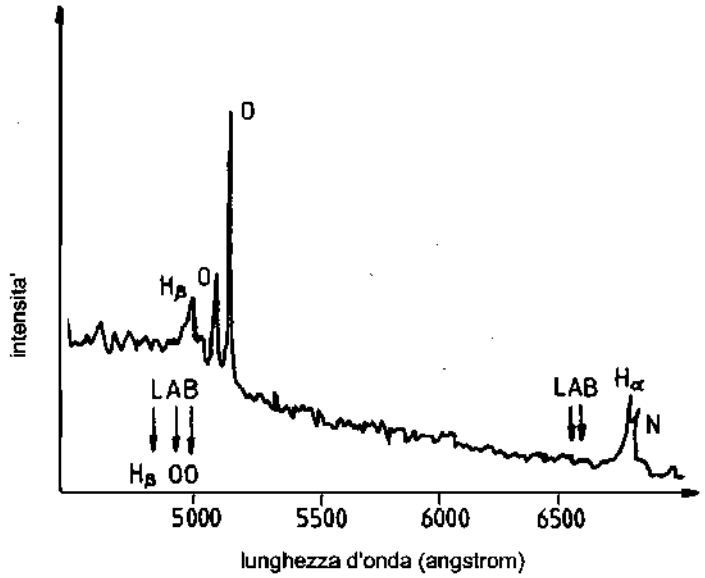


Figura 29: Spettro di una galassia lontana (Markarian 609) con redshift.

cos`ı. La risposta piu` immediata consiste nel sottolineare che l'espansione dell'universo non e` un'esplosione che abbia origine in un determinato punto nello spazio. In questo caso *non esiste uno spazio inteso come uno sfondo fisso entro il quale l'universo si stia espandendo* in quanto l'universo contiene tutto lo spazio esistente! In altre parole, non si tratta di un moto degli ammassi galattici attraverso lo spazio, ma di una *dilatazione dello spazio esistente fra un ammasso galattico e l'altro.*

Il fatto che lo spazio possa dilatarsi puo` sembrare sorprendente, ma e` un concetto che emerge in modo naturale dalla teoria di Einstein sulla gravita`. Secondo questa teoria la gravita` e` , in realta`, una manifestazione della curvatura, o deformazione, dello spazio (piu` esattamente dello spazio-tempo). In un certo senso, lo spazio e` elastico e puo` contrarsi o dilatarsi in dipendenza delle proprieta` gravitazionali della materia in esso contenuta. Per chiarire questo importante concetto ci potra` essere utile una semplice analogia.

Immaginiamo un insieme di bottoni, ciascuno rappresentante un ammasso galattico, cuciti su una striscia molto lunga di tessuto elastico (fig. 30), distanti un tratto ***d*** uno dall'altro e supponiamo di allungare la striscia, tirandola alle due estremita` in modo da raddoppiare la distanza di ciascuno. Questo allungamento avviene in un tempo pari a ***t***.

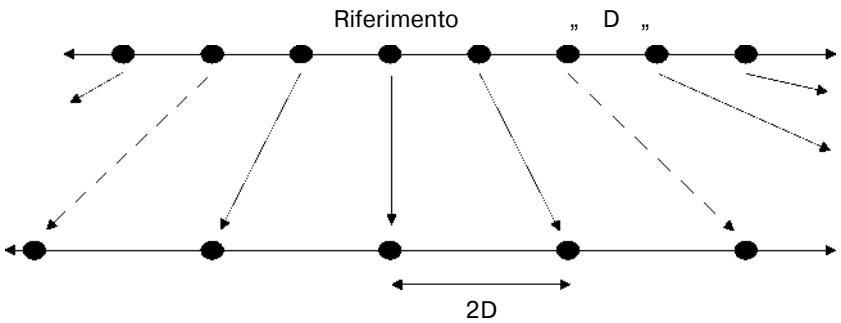


Figura 30: Modello unidimensionale di universo in espansione.

Tutti i bottoni si allontaneranno l'uno dall'altro, ciascuno di un tratto *d* da quelli adiacenti e quindi,

alla fine, la distanza sara` diventata *2d*. Qualunque sia il bottone sul quale vorremmo concentrare la nostra attenzione, i bottoni a lui vicini sembreranno allontanarsi. L'espansione tuttavia, e` la stessa in ogni punto della striscia in quanto non vi e` alcun bottone che sia privilegiato rispetto agli altri. Scelto comunque un bottone come riferimento i due ad esso adiacenti si sono allontanati con velocita` $v1 = (2d - d)/t$ mentre quelli che stavano inizialmente ad una distanza *2d* (e che, dopo lo stiramento, distano 4*d*) appariranno allontanarsi con una velocita` $v\ 2 = (4d - 2d)/t = 2d/t = 2v1$. I bottoni appena piu` lontani a ogni singolo bottone sembrano quindi allontanarsi a una velocita` pari al doppio di quella con cui si allontanano dal medesimo i bottoni un po' piu` vicini. Ad una conclusione analoga si giunge se si considerano bottoni via via piu` lontani. In questo tipo di espansione la velocita` di allontanamento risulta essere proporzionale alla distanza dal punto di riferimento, in formula $v = h \cdot d$.

In base a cio` conviene quindi pensare all'espansione dell'universo come ad una *espansione dello spazio* esistente fra gli ammassi galattici. Ma qual'e` la conseguenza di tale espansione? Con il dilatarsi dello spazio e, a causa dell'effetto Doppler, pure la lunghezza d'onda della luce aumenta e quindi lo spettro della radiazione emessa da un ammasso si sposta verso le lunghezze d'onda maggiori cioe` verso il rosso. Hubble constato` quindi che la misura dello spostamento verso il rosso e` proporzionale alla distanza, proprio come suggerisce l'analogia a cui siamo ricorsi. Tale legge assume una forma molto semplice: $V = H \cdot D$, dove $V$ e` la velocita` di allontanamento degli ammassi galattici, $D$ la loro distanza dalla Via Lattea e $H$ e` la costante che determina l'entita` di questa espansione, la cosiddetta *costante di Hubble*. Questa costante ha un valore compreso tra 50 e 100 km/s al Mpc e l'incertezza su tale valore e` dovuta al fatto che la distanza delle galassie non e` a sua volta conosciuta con precisione. Questo fatto e` particolarmente importante poiche´ il valore della costante di Hubble e` intimamente correlato all'eta` dell'universo; minore e` il valore di $H$ maggiore sara` l'eta` dell'universo e viceversa. Prendendo per esempio $H = 50$ km/s per Mpc, si puo` dedurre che l'universo raddoppiera` le sue dimensioni in 18 miliardi di anni.

14.4 L'universo ha un passato

Il fatto che le galassie abbiano un moto sistematico a larga scala forma la base della moderna cosmologia e porta a delle importanti conseguenze.

Innanzitutto discende che

- l'universo sta cambiando continuamente cioe` e` in evoluzione.

Anche se questi cambiamenti avvengono in periodi di miliardi d'anni, cio` nonostante la dinamica dell'universo e` effettiva e non una pura interpretazione filosofica. A causa di questo dinamismo inoltre nel passato, qualche miliardo di anni fa,

- le condizioni dovrebbero essere state molto diverse dalle attuali.

In particolare, poiche´ al presente le diverse strutture nell'universo si stanno allontanando una dall'altra, segue che nel passato dovrebbero essere state molto piu` vicine. L'universo dovrebbe essere stato piu` denso nel passato, con una densita` via via crescente mano a mano che si risale indietro nel tempo. Un tale aumento nella densita` dovrebbe quindi implicare un moto piu` veloce per le particelle esistenti e quindi una loro maggiore temperatura. Giungiamo quindi alla conclusione che nelle prime fasi dell'universo la materia doveva essere piu` densa e calda. Tutto questo porta a fare un'altra conseguenza.

- La materia, cos`ı come siamo abituati a considerarla alle temperature ordinarie terrestri, deve, alle alte temperature, cambiare il proprio stato in modo significativo.

Abbiamo gia` visto come la materia nella sua forma atomica neutra non possa sussistere a temperature maggiori, diciamo, di un milione di gradi. Gli elettroni inizialmente legati ai rispettivi nuclei, a temperature

cos`ı elevate risultano del tutto dissociati per cui la materia assume la forma del plasma, uno stato che vede sia i nuclei positivi che gli elettroni negativi, in un continuo moto di agitazione termica. Ne segue che nelle prime fasi dell'evoluzione dell'universo, tutta la materia doveva esistere nello stato di plasma.

Ma che cosa significa invertire la direzione del tempo per le dimensioni dell'universo? In accordo con la teoria di Einstein, le dimensioni dell'universo dovrebbero essere state nulle in un qualche istante attorno ai 15 miliardi di anni fa. Tutta la materia doveva essere concentrata in un punto e la densita` e la temperatura dell'universo dovevano essere infinite. Un tale istante e` individuato in matematica come una "singolarita`" mentre e` diventato popolare con il termine di *big bang*.

Va comunque sottolineato che quanto detto e` solo una deduzione teorica della teoria della gravitazione di Einstein ma ci sono ragioni per credere che questa stessa teoria cessi di essere valida quando le dimensioni dell'universo diventano molto piccole: in tal caso si crede debba essere sostituita da una teoria piu` soddisfacente (anche se nessuno sa ancora quale!). Il termine "big bang" e` pertanto solo un modo conveniente per intendere l'istante nel quale la teoria di Einstein cessa di valere: in quest'istante si pone, per convenzione, l'istante zero per l'universo.

14.5 Materia e radiazione

Abbiamo appena detto che le condizioni fisiche nel nostro universo cambiano con il tempo a causa dell'espansione. Diventa allora interessante cercare di capire quale possano essere state le condizioni fisiche dell'universo.

Quando l'universo si espande, la densita` di materia (e radiazione) diminuisce tanto che, muovendoci nel passato, l'universo diviene via via piu` denso. Oggi, come detto, la densita` di materia e` di circa 5×10^{-30} g/cm^3 se si tiene presente sia la componente visibile, stelle, galassie e relativi ammassi, sia la cosiddetta "materia oscura" composta da diversi tipi di particelle, primariamente neutrini (della "materia oscura" parleremo piu` avanti 15.2). Quando l'universo era 10 volte piu` piccolo, la densita` di materia dovette essere 1000 volte maggiore poiche´ il volume dell'universo varia come il cubo del suo lato. Comunque, un fatto curioso avviene per l'energia della radiazione presente nell'universo. Quando l'universo era 10 volte piu` piccolo, l'energia associata alla radiazione doveva essere 10.000 volte maggiore di quella odierna (piuttosto che 1000 volte). Per comprenderne la ragione, conviene associare questa energia ad un grande numero di fotoni. L'energia di questi dipende direttamente dalla frequenza e inversamente dalla loro lunghezza d'onda (si veda 2.3). Ora, quando l'universo si espande, la lunghezza d'onda dei fotoni si allunga del medesimo fattore cosicche´ nel passato, con un universo 10 volte piu` piccolo, la lunghezza d'onda era 10 volte piu` piccola e l'energia quindi 10 volte maggiore. D'altra parte la densita` nel numero dei fotoni e` aumentata nella stessa misura di quella della materia (cioe` 1000 volte) per cui la densita` di energia dev'essere aumentata del fattore $10 \times 1000 = 10.000$.

Tutto cio` porta ad una interessante conclusione. Poiche´ il contributo energetico della radiazione cresce piu` velocemente di quella della materia quando si considerano tempi al passato, e` chiaro che in qualche periodo iniziale, l'*energia dovuta alla radiazione sara` stata la componente dominante sulla materia*. Per capire cosa significa cio`, e` necessario conoscere quanta energia e` attualmente presente nell'universo sotto forma di radiazione. Dobbiamo pertanto fare una specie di inventario della radiazione presente nel nostro universo.

La radiazione elettromagnetica odierna si puo` dividere grosso modo in due parti. La prima e` la radiazione che ha origine da sorgenti specifiche nel cielo. La radiazione delle stelle, delle galassie, ..., cade in questa categoria. Essa si distribuisce in diverse regioni dello spettro elettromagnetico (radio, microonde, infrarosso, visibile, ultravioletto, raggi X) a seconda delle caratteristiche della sorgente che le emette. Per esempio, una stella tipo il Sole emette una grande quantita` di radiazione nella banda ottica (visibile) e infrarossa, mentre un gas caldo in un ammasso di galassie emettera` principalmente nella regione dei raggi X. Qualsiasi sia la banda di emissione, questo tipo di radiazione si puo` associare a sorgenti specifiche nel

cielo. C'e` una seconda categoria di radiazione presente nel nostro universo, la cosiddetta "radiazione di fondo". Questa radiazione permea tutto lo spazio attorno a noi in modo piu` o meno uniforme e non puo` essere identificata con qualche specifica sorgente nel cielo. Gli astronomi hanno trovato che questa radiazione e` presente in molte bande tipo le microonde, i raggi X e i raggi gamma.

Paragonando la quantita` di energia presente nella prima categoria con la seconda, si trova che la maggior parte dell'energia sta proprio nella seconda categoria; cioe`, la maggior parte dell'energia radiante e` distribuita come un fondo uniforme nel cielo. A cio` va aggiunto che, la frazione dominante di questa radiazione di fondo possiede le caratteristiche tipiche di uno spettro termico come quello emesso da un corpo nero (si veda il parag. 2.3, pag. 7). Poiche´ le caratteristiche dello spettro di emissione di un corpo nero dipendono solo dalla sua temperatura, si puo` associare una temperatura caratteristica alla radiazione di fondo: questa corrisponde a 2,7 gradi sopra lo zero assoluto (o gradi Kelvin). In effetti la radiazione termica di un corpo alla temperatura di 2,7 K possiede il massimo nella regione delle microonde dello spettro elettromagnetico. Per questo fatto questa radiazione si chiama "radiazione di fondo a microonde" (fig. 31).

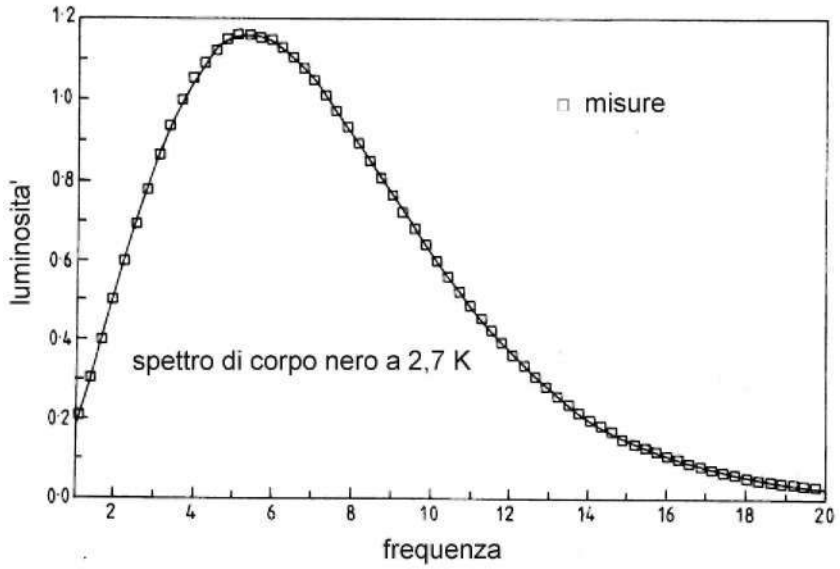


Figura 31: Variazione di intensita` della radiazione di fondo con la frequenza.

La densita` della radiazione a microonde puo` essere calcolata dalla sua temperatura. Discende che questa densita`, attualmente, e` circa 10.000 volte piu` piccola della densita` energetica della materia. Poiche´ pero` la densita` della radiazione cresce piu` velocemente di quella della materia, in qualche epoca passata le due densita` dovrebbero essere state uguali. Per quanto gia` notato una contrazione di un fattore 10 nelle dimensioni implica per la densita` energetica della materia un incremento di 1000 volte mentre per la radiazione di 10.000. In tal modo la radiazione ha guadagnato un fattore pari a 10 sulla densita` energetica della materia. Poiche´ oggi la densita` di radiazione e` inferiore a quella della materia per un fattore 10.000 allora sara` uguale a quest'ultima nell'epoca dove le dimensioni dell'universo si saranno ridotte di 10.000 volte. Nelle epoche anteriori a questa, l'universo doveva esser dominato dalla radiazione anziche´ dalla materia (fig. 32).

Per una legge fisica abbastanza comune, quella dei gas, all'aumentare della densita` di radiazione, la temperatura deve proporzionalmente aumentare. Quando l'universo era 1000 volte piu` piccolo, doveva essere pure 1000 volte piu` caldo cioe` con una temperatura di $1000 \times 2{,}7 = 2.700$ K. Risalendo ulteriormente nel passato, le dimensioni diventano ancora piu` piccole e la temperatura e la densita` cresceranno a loro volta. Come detto, si fissa convenzionalmente l'istante zero del big bang quando queste due ultime grandezze

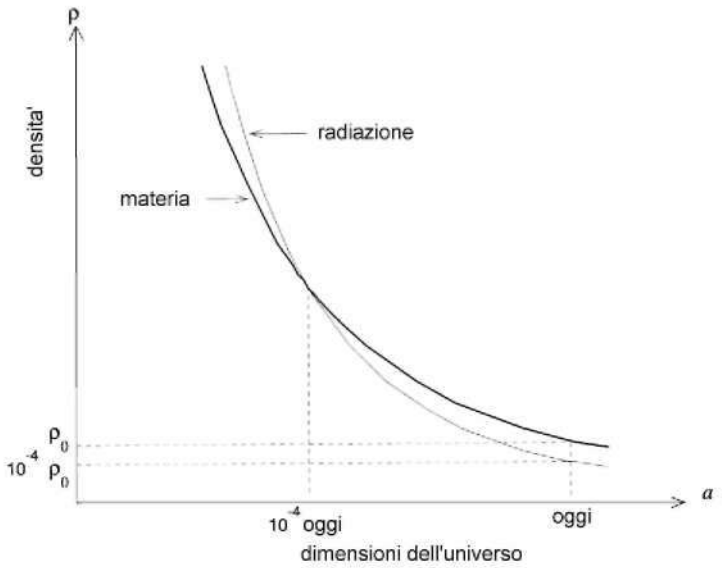


Figura 32: Densita` di energia della materia e della radiazione.

assumono un valore infinito e la misura del tempo inizia quindi da tale istante. Vi sono argomenti teorici che suggeriscono che per tempi inferiori a 10^{-44} secondi dall'istante del big bang, quando la temperatura era maggiore di 10^{32} K , la teoria di Einstein non possa piu` essere ritenuta affidabile mentre a temperature piu` "ragionevoli" 10^{10} ma anche 10^{20}, la medesima teoria rimane perfettamente valida e puo` essere usata per fare delle previsioni. Utilizzando quindi questa teoria, si puo` stimare la temperatura dell'universo in un dato istante. Quando l'eta` di questo era di un secondo, la sua temperatura doveva quindi essere di 10 miliardi di gradi ($10^{10}$ K). A questa temperatura l'energia media di una particella e` confrontabile con quella delle energie coinvolte nei processi nucleari e poiche´ questi sono ben conosciuti per gli studi fatti nei laboratori terrestri, e` possibile fare delle previsioni certamente attendibili gia` a quest'epoca.

14.6 Un secondo dopo

Qual'era il contenuto dell'universo dopo un secondo dalla sua formazione? Notiamo che la temperatura dell'universo in quest'epoca era cosı elevata (appunto 10^{10} K) che ne´ atomi ne´ nuclei atomici potevano esistere. La materia doveva quindi esistere sotto forma di particelle elementari. L'esatta composizione dell'universo a quel tempo si puo` dedurre riportando indietro il contenuto attuale. Ne esce che l'universo doveva essere una mistura a temperatura molto elevata di protoni, neutroni, elettroni, positroni, fotoni e neutrini. Tra queste particelle, i protoni, neutroni e gli elettroni sono i costituenti base di tutta la materia e ci sono familiari nell'universo attuale. I neutrini sono particelle della stessa famiglia degli elettroni (leptoni), privi di carica elettrica e forse, di massa, e che interagiscono solo molto debolmente con il resto della materia (si veda parag. 3.1). A questo stadio, possiamo trascurare l'esistenza di questi neutrini. Il positrone (che e` l'antiparticella dell'elettrone) porta invece una carica elettrica positiva, diversamente dagli elettroni. Questa particella, poco presente nell'universo attuale, esisteva invece nell'universo di eta` 1 secondo per un motivo molto semplice: la massa dell'elettrone (o del positrone) e` equivalente, secondo la ben nota legge $E = mc^2$ ad una energia di circa 0,5 MeV cioe` di 0,5 milioni di elettronvolt (l'elettronvolt e` una comoda unita` di misura dell'energia per le particelle elementari). La tipica energia di un fotone all'eta` di 1 secondo e` invece di 1 MeV per cui alla temperatura detta, essendo l'energia e la massa scambiabili una con l'altra, i fotoni disponevano dell'energia sufficiente per creare coppie elettrone–positrone.

Che cosa si puo` dire per la densita` numeriche di ognuna di queste particelle? Ancora, queste possono es-

ser calcolate partendo dalle densita` attuali. Innanzitutto, il numero totale di protoni e positroni dovra` essere uguale a quello degli elettroni in quanto l'universo non e` elettricamente carico. Ogni elettrone porta un'unita` di carica negativa mentre ogni positrone e ogni protone ne portano ciascuno, una unita` positiva. Le densita` numeriche di protoni e neutroni sono approssimativamente uguali, con i neutroni in numero leggermente minore. Per i fotoni va notato che entrambe le densita` numeriche dei fotoni e dei protoni decrescono nell'identico modo all'espandersi dell'universo. Cosicche´ il rapporto di queste due densita` non cambia quando l'universo si espande. Conoscendo il rapporto attuale quindi conosceremo pure quello passato. Dalla densita` di energia della radiazione a microonde e la densita` della materia, e` possibile risalire a questo rapporto. Se ne deduce che il numero di fotoni nell'universo e` molto piu` grande del numero di protoni o neutroni; per ogni nucleone (protone o neutrone) ci sono approssimativamente $\mathbf{IO^9}$ fotoni nell'universo. Infine e` possibile calcolare la densita` numerica dei neutrini, dato il numero dei fotoni. Ancora si trova che sono circa uguali.

Composizione dell'universo all'eta` di 1 secondo.

N. dei protoni + N. dei positroni = N. degli elettroni
N. dei protoni = N. dei neutroni

$$\frac{\text{N. dei fotoni}}{\text{N. dei protoni + N. dei neutroni}} = 9$$

N. dei neutrini = N. dei fotoni

Tabella 4: Densita` numeriche all'eta` di 1 secondo.

Definita la composizione dell'universo all'eta` di 1 secondo (tabella 4), possiamo ora provare a determinare la sua storia successiva.

Quando l'universo si espande, esso si raffredda; l'energia media dei fotoni decrescera` e presto questa energia diverra` minore di 0,5 MeV. Quando cio` succede, i fotoni non potranno piu` produrre coppie elettrone-positrone. Le coppie elettrone-positrone, comunque esistenti, si annichilano una con l'altra producendo energia. Quando l'universo raggiunge 1 miliardo di gradi, la maggior parte dei positroni sara` scomparsa a seguito delle annichilazioni con gli elettroni. L'universo contiene ora protoni, neutroni, elettroni e fotoni. In particolare i protoni e gli elettroni sono ancora in egual numero mantenendo la neutralita` dell'universo.

A quest'epoca le particelle esistono come entita` individuali e non nella forma che e` a noi familiare. Per creare le forme nucleari e atomiche conosciute oggi, e` prima necessario fondere i protoni con i neutroni per costituire i nuclei dei diversi elementi. Successivamente dobbiamo combinare gli elettroni con questi nuclei per formare gli atomi neutri. Alla temperatura di $\mathbf{IO^9}$ gradi l'energia e` paragonabile a quella che confina i protoni e i neutroni nel nucleo per cui e` possibile la formazione di nuclei di diversi elementi. Il fatto e` che tale processo, chiamato *nucleosintesi*, non e` per niente facile. La difficolta` principale e` che l'universo si sta espandendo rapidamente in quest'epoca: esso raddoppia le sue dimensioni ogni pochi secondi mentre oggi, dopo 15 miliardi di anni dall'istante zero, sarebbero necessari altri 18 miliardi di anni per raddoppiarle. Cio` mostra come l'espansione dell'universo giochi un ruolo dinamico fondamentale nei primi istanti mentre oggi ha perso certamente di importanza.

Per fondere assieme due o piu` particelle e` quindi necessario vincere la tendenza all'espansione: per formare un nucleo di elio, il secondo elemento della tavola periodica vanno fusi assieme due protoni e due neutroni: in totale quattro particelle. Fortunatamente esiste un nucleo, il deuterio, costituito da un protone e da un neutrone con una energia di legame di circa **2,2** MeV. Quando la temperatura cade al di sotto di tale valore (ad ogni valore di temperatura si puo` associare anche una corrispondente energia) diviene possibile combinare protoni e neutroni e formare nuclei di deuterio. Conseguentemente, due nuclei di deuterio, possono quindi formare un nucleo di elio. Ne segue che i primi elementi oltre l'idrogeno debbano essere il deuterio e l'elio.

N. dei protoni = N. dei neutroni

decadimento dei neutroni: $n \rightarrow p + e + \nu$

88% di protoni + 12% di neutroni

76% di protoni] [12% di neutroni + 12% di protoni

76% di idrogeno [24% di elio

Figura 33: Abbondanze percentuali della massa totale di idrogeno e dell'elio.

14.7 Nucleoni e deuterio

E` importante chiarire come questi elementi si possano produrre. Notiamo che l'energia di legame dell'elio e` pari a 28,3 MeV mentre quella del deuterio e` solo 2,2 MeV cosicche´ risulta favorita la fusione di tutto il deuterio in elio. E difatti grossomodo e` cio` che avviene. A causa pero` dell'espansione dell'universo il processo non riesce a completarsi e una piccola frazione (circa una parte su 10.000) di deuterio sopravvive alla conversione in elio. Anzi tanto minore e` la densita` dei nucleoni (protoni e neutroni) tanto maggiore e` la frazione di deuterio che sopravvive. Cos`ı con la stima della quantita` di deuterio prodotto nel primo universo, possiamo delimitare la quantita` di materia nucleare presente nell'universo stesso.

Il deuterio e` un nucleo abbastanza fragile ed e` facilmente distrutto durante l'evoluzione stellare. Cos`ı il deuterio che viene rilevato dev'essere un "relitto" del primo universo. Allora, le osservazioni danno un limite inferiore alla quantita` di deuterio prodotto nel primo universo (cioe` potrebbe esserne stato prodotto di piu` ma certamente non di meno). Le stime suggeriscono che questa quantita` sia almeno di 1 parte su 10.000 e i calcoli teorici indicano che tale abbondanza e` possibile solo se la quantita` totale di nucleoni nell'universo sia $10^{-30}$ g/cm$^3$. Se l'abbondanza di deuterio e` maggiore, allora il numero di nucleoni dev'essere minore. Ne segue che il limite inferiore per l'abbondanza osservata di deuterio porta ad un limite superiore per la quantita` di nucleoni presente nell'universo. Vediamo come questo risultato abbia delle importanti implicazioni.

Consideriamo ora la quantita` di elio che dovrebbe essere stato prodotto nel primo universo. Poiche´ ogni nucleo di elio contiene due protoni e due neutroni, e` necessaria la medesima quantita` di protoni e neutroni per formare i nuclei di questo elemento. Se l'universo ha precisamente eguali quantita` di protoni e neutroni, allora tutti questi nucleoni possono partecipare alla formazione dell'elio. Se per qualche ragione c'e` un minor numero di neutroni, allora questi neutroni si possono combinare con un eguale numero di protoni, per formare una certa frazione di nuclei di elio e i rimanenti protoni formeranno quindi solo nuclei d'idrogeno. Cos`ı la frazione dell'elio che viene sintetizzata nel primo universo dipende dal rapporto delle densita` numeriche dei neutroni e protoni.

Originariamente, nei primissimi istanti dell'universo, le due densita` dovevano essere uguali. Comunque, al trascorrere del tempo, la densita` dei neutroni deve diminuire paragonata a quella dei protoni e cio` perche´ i neutroni liberi nell'universo non sono particelle stabili ma decadono trasformandosi a loro volta in un protone, un elettrone e un neutrino $\nu$ (piu` propriamente, un antineutrino) secondo la reazione $n \rightarrow p + e + \nu$. A causa di questo decadimento, la densita` dei neutroni decresce gradualmente cosicche´, quando l'universo si e` raffreddato a sufficienza, si ritiene che il rapporto delle densita` di neutroni con quella dei protoni sia di 12 a 88. In altre parole vi dovrebbe essere il 12% di massa neutronica mentre l'88% di massa dovuta ai protoni. Allora, su 100 nucleoni, 12 neutroni si combineranno con 12 protoni per formare l'elio e i rimanenti 76 protoni finiranno per diventare dei nuclei di idrogeno. Ne segue che il 24% della massa sara` nella forma di nuclei di elio, mentre il 76% sara` costituito da idrogeno (fig. 33).

In linea di principio, si potrebbe obiettare che potrebbero prodursi pure elementi piu` pesanti dell'elio seguendo altre reazioni nucleari. In pratica pero`, non e` facile sintetizzare questi nuclei atomici in quantita` rilevanti, principalmente perche´ l'espansione ostacola la fusione di un sufficiente numero di protoni e neutroni. Nelle stelle invece questo diviene possibile in quanto possono mantenere per milioni di anni una temperatura elevata nelle regioni del nucleo, cosa ben diversa in un universo che si sta rapidamente raffreddando. Dettagliati calcoli teorici mostrano che solo l'elio viene prodotto in quantita` rilevanti mentre rimarranno solo in traccia elementi come il deuterio e altri piu` pesanti.

La conclusione descritta sopra e` la *predizione chiave del modello cosmologico standard*. In accordo a questo modello, solo l'idrogeno e l'elio sono stati prodotti nel primo universo. Tutti gli altri elementi, a noi familiari, devono essere stati sintetizzati altrove e, per quanto detto sull'evoluzione stellare, sappiamo che cio` avviene nel nucleo delle stelle, unici luoghi dove la temperatura e` sufficientemente elevata.

Al trascorrere del tempo, l'universo continua ad espandersi e a raffreddarsi. Abbastanza curiosamente, non succede piu` nulla di grande importanza fino all'eta` di 400.000 anni, quando la temperatura raggiunge i 3000 gradi Kelvin. A questa temperatura, la materia attraversa una transizione di fase e passa dallo stato di plasma all'ordinario stato gassoso, con gli elettroni e ioni legati assieme per formare i normali atomi di idrogeno ed elio. Quando questi atomi si sono formati, i fotoni cessano di interagire con la materia e iniziano a fluire liberamente nello spazio. La materia quindi, da opaca che era, diviene trasparente ai fotoni. Quando l'universo si espande di un altro fattore 1000, la temperatura di questi fotoni cade a circa 3 Kelvin. Di conseguenza noi oggi dovremmo rilevare una radiazione attorno a noi con una temperatura prossima ai 3 Kelvin.

E in effetti, una tale radiazione si rileva ed e` quella gia` accennata del fondo a microonde, corrispondente alla temperatura di 2,7 K e scoperta nel 1965 da Arno Penzias e Robert Wilson. Gli studi sulla distribuzione di tale radiazione hanno evidenziato la sua notevole uniformita` spaziale (isotropia) e hanno confermato la sua origine cosmologica, quale relitto delle prime fasi dell'universo. Come vedremo piu` avanti, le osservazioni correlate a questa radiazione giocano un ruolo vitale nel discriminare tra modelli cosmologici diversi.

15 Evoluzione

La descrizione dell'universo data nella precedente sezione contiene le caratteristiche meglio comprese della cosmologia convenzionale. La descrizione parte da un universo "vecchio" di 1 secondo fino a giungere all'eta` di 400.000 anni. Benche´ questa sia un'impresa significativa, essa lascia ancora aperte tre questioni:

1. che cosa succede prima di un secondo?
2. Che cosa avviene all'universo tra l'eta` di 400.000 anni ed ora?
3. Che cosa succedera` all'universo nel futuro?

La prima di queste domande e` di difficile soluzione e ha portato a molte speculazioni teoriche e quindi ad una proliferazione di teorie, gran parte delle quali ancora prive di supporti sperimentali significativi. Pertanto non intendiamo inoltrarci in quest'ambito, ancora del tutto speculativo. Delle rimanenti due domande, intendiamo sviluppare la terza e cioe` vorremmo conoscere l'evoluzione futura dell'universo. L'espansione continuera` ancora per sempre? Oppure essa raggiungera` un massimo e quindi sara` seguita da una contrazione?

Si dice spesso che cio` che sale deve poi discendere. L'attrazione che la gravita` esercita su un corpo scagliato verso l'alto ne frena la corsa e lo riconduce a terra. Non sempre, pero`! Se il corpo si muove a una certa velocita`, puo` sfuggire del tutto alla gravita` terrestre e immettersi nello spazio per non ritornare mai piu`. La "velocita` di fuga" critica e` di circa 11 km/s. Questo valore critico dipende dalla massa della Terra e dal suo raggio.

Dato un corpo avente una determinata massa, quanto piu` piccole sono le sue dimensioni, tanto piu` grande e` la sua gravita` in superficie. Sfuggire al sistema solare significa vincere la forza di gravita` del Sole: la velocita` di fuga richiesta e` di 618 km/s. Anche per sfuggire alla Via Lattea e` necessaria una velocita` di alcune centinaia di km/s. All'altro estremo, la velocita` richiesta per sfuggire a un oggetto cosı compatto come una stella di neutroni e` di decine di migliaia di km/s; quella per sfuggire a un buco nero coincide con la velocita` della luce.

E per sfuggire all'intero universo? L'universo, per la stessa sua definizione, non puo` avere un confine dal quale si possa evadere; ma se immaginiamo che lo abbia e che esso si trovi al limite estremo delle osservazioni attuali (cioe` a una distanza di circa 15 miliardi di anni luce da noi), allora la velocita` di fuga sarebbe pressapoco equivalente alla velocita` della luce. E` un risultato molto significativo, perche´ le galassie piu` lontane sembrano allontanarsi da noi a una velocita` molto vicina a quella della luce. A prima vista, le galassie sembrano allontanarsi cosı velocemente da poter addirittura "sfuggire" all'universo, o per lo meno fuggire l'una dall'altra per non tornare indietro.

L'universo in espansione, anche se non esiste un suo limite ben definito, si comporta in modo assai simile a quello di un corpo scagliato dalla Terra nello spazio. Se la velocita` di espansione e` abbastanza elevata, le galassie in fuga riusciranno a vincere la gravita` complessiva di tutta la restante materia dell'universo, e l'espansione continuera` in eterno. Se invece, il tasso di espansione e` molto basso, l'espansione a un certo punto finira` e l'universo comincera` a contrarsi. Le galassie allora potrebbero "tornare indietro" e il risultato finale sara` una catastrofe di proporzioni cosmiche: il collasso dell'universo.

Figura 34: Espansione dell'universo e possibili scenari.

Quale di questi scenari (fig. 34) si verifichera`? La risposta dipende dal confronto fra due numeri. Da un lato vi e` il tasso di espansione, dall'altro l'attrazione gravitazionale complessiva dell'universo, cioe` il peso dell'universo stesso. Quanto piu` grande e` l'attrazione, tanto piu` velocemente l'universo deve espandersi per vincerla. Gli astronomi possono misurare direttamente la velocita` di espansione osservando lo spostamento verso il rosso delle righe spettrali; ma la risposta e` ancora controversa. La seconda quantita` - il peso dell'universo - e` ancora piu` problematica.

15.1 Pesare l'universo

Come pesare l'universo? In altre parole, la massa complessiva dell'universo qual'e`? La teoria cosmologica standard dice che la densita` critica della materia e` di circa $\mathbf{5 \times 10^{-30}}$ g/cm$^3$: se la densita` reale dell'universo

e` maggiore di tale valore allora l'espansione avra` termine e sara` seguita da un contrazione. Al contrario, l'espansione non avra` mai termine se la densita` effettiva risultasse minore di quella critica. Quindi la domanda diventa: la densita` dell'universo e` maggiore o minore di quella critica?

E` relativamente facile dare una risposta parziale alla domanda in quanto e` possibile stimare approssimativamente la quantita` di materia che esiste nelle galassie, negli ammassi di galassie, ... purche´ questa materia "si veda" ossia emetta della radiazione elettromagnetica in una qualche zona dello spettro: nel visibile, nei raggi X o anche nella banda delle onde radio. Il risultato cui si giunge e` che la densita` totale dovuta a questi oggetti e` circa un decimo di quella critica. Cos`ı se tutta la materia fosse "visibile", allora l'universo si dovrebbe espandere per sempre.

Sfortunatamente, questa stima non tiene conto che *non tutta la materia che esiste nell'universo e` visibile*. Oramai vi e` la consapevolezza che il gas e le stelle che si osservano nel cosmo costituiscano solo una frazione minuscola della massa totale di tutte le strutture su grande scala nell'universo, a partire dalle galassie in su. Il gas e le stelle potrebbero essere solo i "traccianti" della materia che domina i campi gravitazionali di queste strutture.

15.2 La materia oscura

La prova dell'esistenza della materia oscura risale ormai a piu` di sessant'anni fa, quando Fritz Zwicky si accorse che la somma della massa di tutte le galassie visibili nell'ammasso della Chioma di Berenice era di gran lunga insufficiente a tenere legate da reciproca attrazione gravitazionale le singole componenti dell'ammasso. Successivamente, Zwicky trovo` discrepanze simili studiando i moti delle galassie all'interno di altri ammassi. Questi ammassi sono costituiti da centinaia o da migliaia di componenti, tenute assieme dalla mutua attrazione gravitazionale delle galassie stesse, nonche´ della materia (visibile o oscura) che eventualmente si trova tra esse: perche´ l'ammasso rimanga legato gravitazionalmente le velocita` delle galassie devono essere compatibili con la quantita` complessiva di materia presente nel sistema. Zwicky scopr`ı che le velocita` delle galassie erano molto piu` alte di quanto previsto. In altre parole, la quantita` di materia contenuta nell'ammasso doveva essere molto piu` grande (di un fattore 10-100) di quanto stimato sommando le masse delle singole galassie, assumendo per esse valori plausibili del rapporto tra massa e luminosita`.

Ulteriori evidenze a favore dell'esistenza di materia oscura vennero raccolte negli anni settanta, e in particolar modo verso la fine di quel decennio, con attenti studi del moto di rotazione della nostra Galassia e delle galassie a spirale. Infatti, come il moto dei pianeti attorno al Sole segue le leggi di Keplero, secondo le quali le velocita` di rotazione dei pianeti diminuiscono progressivamente allontanandosi dal Sole, cos`ı la velocita` di rotazione su se stesse delle galassie (misurata dagli spostamenti Doppler delle righe spettrali della radiazione radio a 21 cm emessa dall'idrogeno) dovrebbe diminuire nelle regioni periferiche, a grande distanza dal centro. Il caso delle galassie e` piu` complesso che il caso del sistema solare, dove la massa e` praticamente tutta concentrata al centro, nel Sole. Tuttavia, anche per le galassie, in cui la materia e` distribuita attraverso il sistema, le velocita` di rotazione dovrebbero diminuire rapidamente verso l'esterno. Quello che invece si trovo` fu che le velocita` rimanevano piu` o meno costanti a grande distanza dal centro e a volte ben al di la` del limite visibile delle galassie (fig. 35).

Tutto cio` porto` ad una conclusione sorprendente ossia ad ipotizzare l'esistenza di enormi aloni di materia oscura (contenenti anche dieci volte piu` materia della galassia stessa) che dovevano circondare il disco visibile delle galassie, cos`ı da produrre una curva di rotazione compatibile con quella osservata. Fu dimostrato teoricamente che le galassie a spirale, come la nostra, senza tali aloni sarebbero risultate intrinsecamente instabili e quindi avrebbero potuto mantenere l'attuale aspetto soltanto per tempi molto brevi. Quindi, nella stessa Via Lattea vi dovrebbe essere una massa invisibile dieci volte superiore a quella costituita dai gas e dalle stelle. Studi eseguiti su diversi tipi di galassie hanno ripetutamente confermato questo risultato: tutte le galassie possiedono un esteso alone di materia oscura attorno ad esse e la parte visibile, fatta di stelle e gas costituisce solo una piccola frazione. Ne segue che la responsabile per le forze gravitazionali e la dinamica

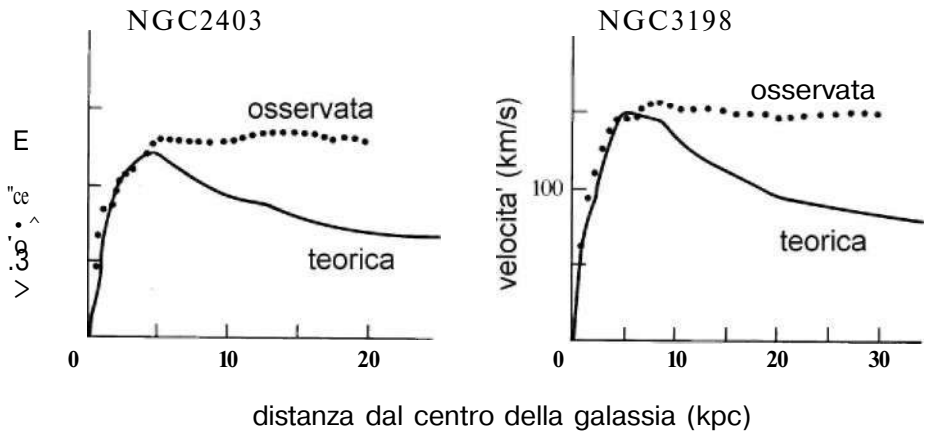


Figura 35: Velocita` osservate e teoriche per due galassie.

di una galassia e` la materia oscura piuttosto che la parte di materia visibile. In aggiunta, come lo studio sulla distribuzione delle nubi di idrogeno nelle galassie ha dimostrato, spesso l'alone di materia oscura supera di diverse volte il confine della parte visibile suggerendo ancora una volta che la componente visibile della massa sia solo una piccola frazione immersa nel mezzo di una vasta struttura di materia oscura.

Come gia` detto, alla scala degli ammassi galattici, sembrano necessarie concentrazioni da 10 a 100 volte piu` cospicue di materia oscura di quelle che si misurano nelle galassie. A scala ancora maggiore il contributo della materia oscura sembra essere circa la meta` di quanto richiesto perche´ l'universo possa contrarsi. Ad ogni modo le osservazioni suggeriscono che la densita` della materia oscura vada aumentando mano a mano che si aumenta la scala delle strutture: alcune stime portano a supporre che piu` del 95% della materia sia "oscura" e che quindi non emetta radiazione elettromagnetica. E` allora possibile che la quantita` totale di materia oscura contenuta nell'universo sia sufficiente per invertire la sua espansione.

15.3 Di che cosa e` fatta?

A prima vista si potrebbe dire che la materia oscura debba essere costituita dalle particelle tipiche della materia ordinaria cioe` protoni e neutroni o, come si usa, sia nella cosiddetta forma "barionica". Queste particelle potrebbero essere presenti in stelle troppo poco massiccie per innescare reazioni nucleari nei loro nuclei. La massa di queste stelle, dette *nane brune,* dovrebbe essere minore di 0,07 $M_{\odot}$: in tal caso esse risulterebbero cos`ı deboli da eludere le normali tecniche astronomiche di rilevazione. Comunque, anche supponendo l'esistenza di questa nuova classe di stelle, e` difficile giustificare tutta la materia oscura. Difatti per quanto osservato circa l'abbondanza del deuterio, e` possibile porre condizioni abbastanza restrittive alla densita` numerica dei nucleoni presenti nell'universo. Questo limite implica che i nucleoni della materia non siano superiori al 10% della densita` totale necessaria per "chiudere" l'universo, cioe` per fermare la sua espansione. Cio` getta seri dubbi sulla possibilita` che forma di materia possa render conto di tutta la materia oscura esistente nelle galassie e negli ammassi; di sicuro essa non puo` giustificare tutta quella che pervade le piu` grandi strutture dell'universo, i superammassi di galassie.

Questa considerazione ha portato a congetturare che gran parte della materia oscura abbia una forma diversa, "non barionica", consistendo probabilmente di particelle fondamentali assenti nella materia ordinaria. Il candidato piu` ovvio e` il neutrino. I neutrini sono particelle esistenti in tre specie diverse (si veda parag.3.1, pag.9), la cui massa non e` nota, sebbene si sappia che deve essere sicuramente molto minore di quella degli elettroni. In base al modello cosmologico standard, in media dovrebbero esserci 100 milioni di neutrini di ciascun tipo per ogni metro cubo di spazio. Poiche´ i neutrini sono enormemente piu` numerosi dei nucleoni (per un fattore di circa IO^{8}), non occorrerebbe che essi abbiano una grande massa per ricoprire

un ruolo importante nella dinamica del cosmo: sarebbero infatti in grado di “chiudere” l’universo anche se la loro massa fosse solo un decimillesimo di quella di un elettrone.

I neutrini non sono l’unico possibile candidato per la materia oscura. Diversi modelli teorici delle particelle postulano l’esistenza di particelle piu` “esotiche” chiamate *WIMP*, dotate di masse molto maggiori di quella del protone ma molto meno abbondanti. Queste classe di particelle non e` comunque stata ancora rivelata mentre il neutrino e` senza dubbio una particella esistente. Le teorie che prevedono le WIMP sono pertanto ancora solo speculative.

Soluzione? Allo stato attuale delle conoscenze non e` ancora possibile stimare con ragionevole certezza la massa della materia oscura: di conseguenza non possiamo nemmeno dire se l’universo si espandera` per sempre, oppure no. Solo recentemente, all’inizio del giugno ’98, un gruppo di fisici giapponesi ha comunicato l’esito di un esperimento (il Superkamiokande), svolto appunto nella miniera di Kamioka alla profondita` di 1.000 metri. Osservando i neutrini prodotti dai raggi cosmici all’impatto con l’atmosfera, in particolare quelli provenienti dalla parte opposta rispetto al laboratorio, dopo che avevano attraversato tutto il nostro pianeta, si e` potuta evidenziare una carenza di neutrini muonici rispetto alle previsioni. Questa carenza, all’apparenza insignificante, e` invece la conferma di un fenomeno gia` previsto negli anni sessanta da Bruno Pontecorvo, la cosiddetta oscillazione dei neutrini: occasionalmente un neutrino puo` trasformarsi in un altro neutrino, per ragioni ancora ignote; ma un fenomeno di questo genere puo` avvenire soltanto ammettendo che i neutrini abbiano massa non nulla. Non e` ancora possibile determinare direttamente il valore della massa del neutrino ma l’esperimento fornisce comunque un risultato importante e cioe` che *il neutrino ha massa non nulla*. Il prossimo futuro potrebbe porre il neutrino come il probabile costituente primario della materia oscura: staremo a vedere.

16 Gli ultimi 3 minuti

La predizione e` difficile, specialmente del futuro. – Niels Bohr –

L’intera storia dell’universo e` la storia di come la gravita` gradualmente soverchia tutte le altre forze di natura. In primo luogo essa deve contrastare l’espansione cosmica originaria: poiche´ alcune parti dell’universo iniziano la loro esistenza in condizioni di densita` leggermente superiori alla media, oppure si espandono a una velocita` leggermente inferiore alla media, esse si condensano poi in strutture tenute insieme dall’autogravita`. I sistemi che si condensano successivamente diventano protogalassie, nelle quali il gas viene gradualmente trasformato dalle successive generazioni di stelle. Nelle singole stelle, la gravita` e` bilanciata dalla pressione e dall’energia nucleare; le stelle di piccola massa, una volta esaurito il loro combustibile, possono sopravvivere come nane bianche o stelle di neutroni, ma le ceneri degli astri piu` massicci devono necessariamente collassare in un buco nero. Questi buchi neri sono difficili da rivelare, a meno che non facciano parte di un sistema binario nel quale una stella normale garantisce un adeguato rifornimento di combustibile: in tal caso li vediamo grazie alla loro intensa emissione nei raggi X. Nei centri delle galassie, processi su scale inimmaginabili conducono alla formazione di buchi neri supermassicci, i quali talvolta si manifestano sviluppando la prodigiosa luminosita` dei quasar o anche lanciando nello spazio i poderosi getti rivelati nelle radioonde.

La quantita` di materia imprigionata nei buchi neri continuera` a crescere anche nel futuro cosmico di lungo periodo: inevitabilmente se ne formeranno sempre di piu`, e quelli esistenti continueranno a crescere attraverso la cattura di gas, di radiazione e, nel caso dei buchi supermassicci, persino di intere stelle.

16.1 Un universo aperto: la “morte termica” rivisitata

Ma che cosa possiamo dire del destino ultimo dell’universo intero? Ogni singola particella esistente esercita una forza gravitazionale su tutto cio` che la circonda e decelera l’espansione cosmica. Le previsioni a lungo

termine dipendono, come abbiamo evidenziato nella precedente sezione, dal valore della densita` media dell'universo: se cioe` c'e` abbastanza materia oscura da raggiungere la densita` critica necessaria per fermare l'espansione e, magari, addirittura, per ribaltarla. Se la densita` media fosse maggiore di circa 5 atomi per metro cubo (il valore esatto dipende da quello della costante di Hubble), la gravita` riuscirebbe alla fine a bloccare l'espansione, e l'universo sarebbe destinato a ricollassare.

Su tali questioni le opinioni tra i cosmologi sono varie e mutevoli, ma pare che la maggioranza sia orientata a credere che nell'universo *non ci sia abbastanza materia* da fermare l'espansione, la quale verrebbe sì inesorabilmente rallentata, ma mai arrestata del tutto. Solo di recente i cosmologi si sono resi conto pure che la prevista "morte termica" dell'universo ossia lo stato futuro di massima entropia previsto in base al secondo principio della termodinamica (v. 4.1) potrebbe non aver luogo. L'entropia dell'universo continuera` ad aumentare, ma la massima entropia che esso puo` avere in ogni determinato istante aumentera` ancora piu` velocemente. Percio` il divario fra la massima entropia possibile e la reale entropia dell'universo si allarga continuamente, come mostra la fig. 36. Cio` significa che l'universo si allontanera` sempre piu` da quella situazione di equilibrio, con massima entropia possibile, che abbiamo indicato come "morte termica" dell'universo. Questa comunque, per qualche cosmologo, potrebbe configurarsi come un miscuglio straordinariamente diluito di fotoni, di neutrini e di un numero decrescente di elettroni e di positroni, i quali, con lentezza, si allontaneranno sempre piu` gli uni dagli altri. In base a questa visione, non dovrebbe prodursi alcun evento significativo, atto a interrompere la 'tetra' sterilita` di un universo che ha compiuto il suo corso.

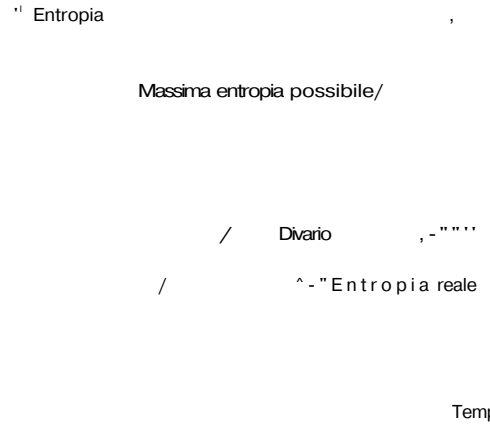


Figura 36: Rappresentazione della concezione moderna della "morte termica".

Se poi andiamo a stimare l'attuale entropia dell'universo, si scopre che essa e` ancora incredibilmente bassa. Il cosmo, che pur si espande da 15 miliardi d'anni con un continuo aumento della sua entropia, sembra che si trovi sempre in uno stato ancora molto ordinato. E` questo un vero enigma che comunque certamente mette in evidenza l'incompletezza dei calcoli sul valore attuale dell'entropia e, aggiungiamo noi, il carattere di congetture di questi scenari futuri.

16.2 Un universo chiuso: gli ultimi tre minuti

Nel caso opposto, qualora l'universo dovesse, da ultimo, cominciare a contrarsi, l'esito finale sarebbe ben diverso. I primi stadi della contrazione cosmologica non saranno affatto minacciosi. Come una palla che abbia raggiunto il culmine della sua traiettoria, l'universo comincera` a contrarsi molto lentamente. Supponiamo che il punto piu` alto venga raggiunto in un tempo di 100 miliardi di anni. Per il fatto che la luce impiega molti miliardi di anni per attraversare il cosmo, fra 100 miliardi di anni, i 'futuri' astronomi non

vedranno immediatamente la contrazione. Solo dopo alcune decine di miliardi di anni risultera` evidente una contrazione sistematica. Piu` facilmente riconoscibile sara` una sottile variazione della temperatura di quel residuo di big bang che e` la radiazione cosmica di fondo.

Questa radiazione di fondo ha attualmente una temperatura di circa tre gradi al di sopra dello zero assoluto (3 K) e si raffredda via via che l'universo si espande. In cento miliardi di anni la temperatura sara` discesa fino a circa 1 K. Essa precipitera` quando l'espansione avra` toccato il punto piu` alto: non appena avra` inizio la contrazione, la temperatura comincera` a salire di nuovo e ritornera` a 3 K quando l'universo, contraendosi, avra` raggiunto la densita` che ha oggi. Ci vorranno, per questo, altri cento miliardi di anni: l'ascesa e la caduta dell'universo sono approssimativamente simmetriche nel tempo. L'universo non collassera` dal giorno alla notte. Per decine di miliardi di anni i nostri discendenti saranno in grado di vivere bene la loro vita, anche dopo l'inizio della contrazione. La situazione non sara`, tuttavia, cos`ı rosea se la svolta dovesse avvenire dopo un tempo molto piu` lungo, per esempio fra un trilione di trilioni di anni. In tal caso, le stelle si saranno spente prima che l'espansione cosmica abbia toccato il culmine.

Quale che sia il momento, misurato in anni a partire da oggi, nel quale avverra` la svolta, dopo lo stesso numero di anni l'universo avra` riacquistato le sue proporzioni odierne. Ma il suo aspetto sara` molto diverso. Anche se la svolta dovesse avvenire fra 100 miliardi di anni, vi saranno molti piu` buchi neri e molte meno stelle di oggi. I pianeti abitabili saranno tenuti in grande considerazione. Nel tempo che l'universo impieghera` per ritornare alle sue presenti proporzioni, esso si contrarra` molto velocemente, dimezzando le sue dimensioni in circa tre miliardi e mezzo di anni e accelerando sempre piu` questo processo. Il bello comincera`, tuttavia, dopo circa dieci miliardi di anni dalla svolta, allorche´ l'aumento di temperatura della radiazione cosmica di fondo sara` diventato una seria minaccia. Quando la temperatura fosse arrivata a circa 300 K, un pianeta come la Terra troverebbe difficolta` a liberarsi dal calore; comincerebbe a riscaldarsi in modo continuo. Dapprima si scioglierebbero le calotte polari e i ghiacciai, poi comincerebbero a evaporare gli oceani. Quaranta milioni di anni piu` tardi, la temperatura della radiazione cosmica di fondo raggiungerebbe la temperatura media odierna della Terra. Pianeti simili alla Terra diventerebbero del tutto inospitali. Naturalmente, la nostra Terra avrebbe gia` sub`ıto tale destino, perche´ il Sole, espandendosi, sarebbe diventato una gigante rossa; ma per i nostri eventuali discendenti non vi sarebbe alcun altro luogo dove andare, alcun rifugio sicuro. La radiazione cosmica riempirebbe l'intero universo. Tutto lo spazio avrebbe una temperatura di 200 K, destinata ad aumentare ancora. Le galassie ancora esistenti non sarebbero piu` riconoscibili, perche´ si sarebbero ormai fuse tra loro. Invece, rimarrebbe ancora una grande quantita` di spazio vuoto: le collisioni fra singole stelle sarebbero rare. Le condizioni dell'universo, nel suo progressivo avvicinarsi alla fase finale, diventerebbero sempre piu` simili a quelle che prevalsero poco dopo il big bang. Alla fine, la radiazione cosmica di fondo diventera` cos`ı intensa che il cielo notturno brillera` di una cupa luce rossa. L'universo si trasformera` in una gigantesca fornace cosmica che brucera` ogni fragile forma di vita, dovunque essa possa nascondersi, e spogliera` i pianeti della loro atmosfera.

A poco a poco, la luce rossa si trasformera`, in gialla e poi in bianca, finche´ l'implacabile radiazione termica diffusa in tutto l'universo minaccera` l'esistenza stessa delle stelle. Incapaci di irradiare all'esterno la loro energia, le stelle accumuleranno al proprio interno un calore sempre maggiore e alla fine esploderanno. Lo spazio si riempira` di gas incandescente (il plasma), brillando di luce sempre piu` fiammeggiante e diventando sempre piu` caldo. Via via che la velocita` del cambiamento aumenta, le condizioni diventano sempre piu` estreme. L'universo comincia a mostrare notevoli cambiamenti dopo centomila anni, poi dopo mille, poi dopo cento anni, accelerando il suo moto verso la catastrofe totale. La temperatura aumenta fino a raggiungere milioni, poi miliardi di gradi. La materia che oggi occupa vaste regioni dello spazio si restringe in minuscoli volumi. La massa di una galassia occupa uno spazio di soli pochi anni luce di diametro.

Scoccano gli ultimi tre minuti.

La temperatura, infine, aumenta a un punto tale che gli stessi nuclei atomici si disintegrano. La materia si riduce a un "brodo" uniforme di particelle elementari. L'opera del big bang e di generazioni di stelle che hanno creato gli elementi chimici pesanti viene disfatta in un tempo inferiore a pochi minuti. I nuclei atomi-

ci, le strutture stabili che esistono forse da miliardi di miliardi di anni, vengono inesorabilmente frantumati. A eccezione dei buchi neri, tutte le altre strutture finiscono con l'essere annientate. L'universo presenta un aspetto di elegante, e sinistra, semplicita`. Gli restano solo pochi secondi di vita. Mentre il cosmo collassa sempre piu` velocemente, la temperatura aumenta senza limiti a un ritmo sempre piu` frenetico. La materia viene compressa cos`ı fortemente che i protoni e i neutroni non esistono piu` in quanto tali: esiste solo un "brodo" di quark. E il collasso diventa ancora piu` rapido. La scena e` ormai pronta per la catastrofe cosmica finale, che si verifica pochi microsecondi dopo. I buchi neri cominciano a fondersi gli uni con gli altri; le loro regioni interne differiscono ben poco dallo stato di collasso generale dell'universo. Esse sono ormai mere regioni spazio–temporali che sono arrivate alla fine pochissimo tempo prima e sono ora raggiunte dal resto del cosmo.

Negli istanti finali la gravita` diventa la forza dominante in senso assoluto, che schiaccia inesorabilmente la materia e lo spazio. La curvatura dello spazio–tempo aumenta in modo sempre piu` rapido. Sempre piu` vaste regioni dello spazio vengono compresse entro volumi sempre piu` piccoli. Secondo la teoria convenzionale, l'implosione diventa infinitamente forte, schiacciando tutta la materia e annientando ogni realta` fisica, compresi lo spazio e il tempo, in una singolarita` spazio–temporale.

E` la fine. Il *Big Crunch*, il "grande stritolamento", nella misura in cui siamo in grado di intenderlo, non e` soltanto la fine della materia. E` la fine di tutto. Poiche´ il tempo stesso finisce al momento del Big Crunch, e` privo di significato domandarsi che cosa possa accadere dopo, cos`ı come e` privo di significato chiedersi che cosa accadeva prima del big bang. Non esiste nessun "dopo" nel quale possa accadere alcunche´: non vi e` nessun tempo neppure per l'inattivita`, nessuno spazio neppure per il vuoto. Un universo nato dal nulla al momento del big bang scomparira` nel nulla al momento del Big Crunch: dei suoi gloriosi miliardi e miliardi di anni di vita non restera` neppure il ricordo.

Dovremmo lasciarci deprimere da una simile prospettiva? Che cos'e` peggio, un universo che lentamente degenera e si espande incessantemente verso uno stato di freddo vuoto e di tenebra, o un universo che implode e finisce nel piu` totale oblio? E quali speranze di immortalita` abbiamo attualmente, in un universo destinato a finire nel tempo?

Quando noi uomini diamo inizio consapevolmente a un progetto, abbiamo in mente uno scopo specifico. Se l'obiettivo non viene raggiunto, il progetto e` fallito (anche se l'esperienza puo` non essere stata inutile). Se invece, l'obiettivo viene conseguito, il progetto e` realizzato e l'attivita` cessa.

Se l'universo ha uno scopo, e lo consegue, allora esso deve finire, perche´ una sua ulteriore esistenza nel tempo sarebbe gratuita e priva di senso. Se invece, l'universo e` eterno, e` difficile immaginare che esso abbia uno scopo qualsiasi. Percio`, la morte del cosmo potrebbe essere il prezzo da pagare per il successo cosmico. Oggi, possiamo tutt'al piu` sperare che i nostri discendenti arrivino a conoscere lo scopo dell'universo prima che scadano gli ultimi tre minuti.

L'ottimista pensa che questo sia il migliore dei mondi possibili;
e il pessimista sa che e` vero.
Robert Oppenheimer

Riferimenti bibliografici

[1] B. Zuckerman, M. Malkan. *The origin and evolution of the Universe*. Jones and Bartlett Publishers. 1996

[2] John A. Wheeler. *Gravita` e spazio–tempo*. Zanichelli. 1993.

[3] M. Begelmann, M. Rees. *L'attrazione fatale della gravita`*. Zanichelli. 1997.

[4] James Kaler. *Stelle*. Zanichelli. 1995.

[5] Piero Tempesti. *Pulsar*. Biroma. 1997.

[6] Alan Lightman. *Tempo di stelle*. Sansoni. 1997.

[7] Paul Davies. *Gli ultimi tre minuti*. Sansoni. 1995.

[8] John Barrow. *Le origini dell'Universo*. Sansoni. 1995.

[9] Steven Weinberg. *I primi tre minuti*. Mondadori. 1977.

[10] T. Padmanabhan. *After the first three minutes*. Cambridge University Press. 1998.

[11] M. Bergamaschini, P. Marazzini, L. Mazzoni. *Quanti, Particelle, Cosmologia*. Carlo Signorelli Editore. 1997.

Dai testi [1], [3], [7], [8], [10] sono stati tratti, per la redazione di queste dispense, brani anche significativi. Ai precedenti vanno infine aggiunti numerosi articoli pubblicati dalla rivista *Le Scienze*.